

Universidad Autónoma de Madrid
Facultad de Ciencias
Departamento de Física Teórica
Grupo de Astrofísica



Evolución de galaxias enanas aisladas.

Memoria presentada por

Marta Gavilán Bouzas

para acceder al título de Doctora en Ciencias Físicas

Dirigido por

Mercedes Mollá Lorente

Departamento de Investigación Básica - CIEMAT

Ángeles I. Díaz Beltrán

Departamento de Física Teórica - UAM

Madrid, Marzo 2009

Para Juan Carlos: mi origen de coordenadas,
a partir del que vivo mi espacio y mi tiempo.

Agradecimientos

Todo aquel que haya hecho un doctorado sabe que la vinculación con el director es un lazo que queda para el resto de la vida, y que con el paso del tiempo cambia desde el respeto reverencial a la amistad respetuosa. Son muchas cosas, además de esta Tesis, las que le debo a Mercedes Mollá: mi directora. Siempre ha sido paciente con mis dificultades, aceptando que este trabajo se haya desarrollado con un ritmo a veces anárquico, fruto de los avatares de mi vida. Han pasado muchas cosas estos años y ella siempre lo ha sabido entender. En los momentos de flojera ha esperado sin presionarme, y cuando ha hecho falta me ha aportado ese empujón necesario para volver a coger la marcha. Ha estado disponible, y con toda la paciencia necesaria para compartir conmigo un montón de horas de trabajo, horas de ánimo y horas de desánimo. Ha sabido ser maestra en el trabajo, psicóloga en los momentos en que necesitaba terapia y sobre todo amiga en la vida. Gracias Mercedes.

Ángeles Díaz, mi codirectora en este trabajo, ha sido para mí la puerta de entrada a la investigación. Cuando, hace ya bastantes años, fui a su despacho para solicitar hacer mis estudios de doctorado, estaba prácticamente convencida de que volvería con un "no" por respuesta. Lo que yo podía ofrecer era bastante poco: hacía quince años que había acabado la carrera y no había vuelto a estudiar; mis conocimientos eran anticuados y mi salud dudosa. No podía presentar más credenciales que mis ganas de aprender. Pero mi sorpresa fue enorme cuando lo que recibí fue un "sí, adelante!". Desde entonces siempre he contado con su apoyo, su ánimo y su consejo en todos los temas, tanto científicos como personales, y en este momento tengo mezclados los sentimientos de gratitud, admiración y amistad: Gracias Ángeles.

Con Mariluz Martín he compartido momentos de satisfacción, cuando los resultados de los modelos con los que trabajamos ambas eran exitosos, y también momentos de crisis, cuando hemos tenido que repetir procesos una y otra vez hasta conseguir que las cosas salieran como debían. Ha sido una excelente compañera de viajes, de habitación, de congresos, y de conversaciones, no sólo de astronomía sino de cualquier tema que uno pueda imaginar. Gracias Mariluz.

En los años que he estado estudiando me han surgido multitud de problemas con las máquinas y la tecnología, y siempre he tenido al lado una mano solícita para ayudarme. Esa mano ha sido la de mi vecino de mesa, Rubén García Benito, y de mis compañeros de sala, Raúl Sevilla y Manuel Castelanotti. A pesar de que no esté pendiente en este trabajo, tanto ellos como yo sabemos el tiempo que han restado a su trabajo para reponder a mis peticiones; y con ellos mis colegas "del 301": Carlos Hoyos, Guillermo Hägele y Jesús Maldonado: Gracias compañeros.

Con Carmen Albajar y Carmen de las Heras he compartido, además de litros de café, mis horas de descanso diario. Los días grises, siempre tenían de positivo que, al menos media hora dejaban de serlo. Gracias *Cármenes*.

Pero no sólo he tenido ayuda de la universidad. Hay mucho trabajo por detrás que no aparece en estas páginas pero que de hecho está. Quisiera que esta Tesis fuera un homenaje al Doctor del que más he aprendido, al que le debo la mitad de mi vida y que por desgracia no va a poder estar presente en su lectura: mi padre. Hasta el momento en que me dejó fue el motor principal de mi doctorado. Yo contaba con que me aconsejaría con su experiencia, sabiduría y amor hasta el final, pero no pudo ser. Aunque ya no estés conmigo: Gracias Padre.

Toda la logística que hay detrás de este trabajo ha estado soportada por dos espaldas: a una le debo no sólo su dedicación absoluta y su apoyo incondicional, sino la otra mitad de mi vida. He podido salir, viajar y trabajar porque siempre he sabido que el buen hacer de mi madre suplía con creces las necesidades. Su sabiduría, su sentido práctico de la vida, pero sobre todo su amor son la columna vertebral sobre la que he crecido y he podido aprender, hasta llegar aquí: Gracias Madre.

La otra espalda es la de mi marido. Desde hace treinta años, simplemente ha sido todo: amigo, confidente, apoyo, consejero, jefe de organización, excelente padre de mis hijos,...y sobre todo excelente compañero en la vida. Él es mi origen de coordenadas, a partir del que vivo mi espacio y mi tiempo, y a él le dedico este trabajo, compartiendo una parte más de mi vida con él: Gracias Juanqui.

Por último mi gratitud a mis hijos Carlos, Teresa y Javier. Compartir la vida con ellos me aporta el mejor modelo de evolución que pueda existir: Gracias *chicos*.

Índice general

1. Introducción	5
1.1. Las galaxias enanas	5
1.2. Planteamiento del problema	10
1.3. Revisión histórica del problema	10
1.3.1. La abundancia de oxígeno <i>vs</i> la fracción de gas	12
1.3.2. Relación entre el nitrógeno y el oxígeno.	13
1.3.3. Modelos de evolución química	14
1.3.4. Requerimientos energéticos. La masa dinámica y el pozo de potencial	17
1.4. Estado actual del problema	20
1.4.1. El rendimiento estelar de oxígeno y la fracción de gas	21
1.4.2. El origen nucleosintético del nitrógeno	22
1.4.3. Los datos fotométricos: los colores y la edad de las galaxias . . .	25
1.4.4. La posible existencia de vientos galácticos	25
1.5. Objetivos y estructura de la tesis	26
2. Modelo de Evolución Química	29
2.1. El escenario para una galaxia espiral	29
2.1.1. La distribución inicial de masas	30
2.1.2. La tasa de formación estelar	32
2.1.3. La eyección de elementos	34
2.2. Rendimientos Estelares	36

2.2.1.	Rendimientos de estrellas masivas	36
2.2.2.	Rendimientos de estrellas de masa baja e intermedia	37
2.2.3.	Rendimientos de Buell para estrellas de masa baja e intermedia	38
2.3.	Rendimientos de hierro: Tasas de Supernovas tipo I	46
2.4.	Eyecciones	47
2.5.	La Matriz de Producción	48
2.5.1.	Matriz de eyección por vientos y SNII	50
2.5.2.	Matriz de producción para SNI	57
3.	Calibración del modelo para la Vía Láctea	59
3.1.	Introducción	59
3.2.	Resultados no dependientes de los rendimientos estelares	59
3.3.	Resultados para los elementos del ciclo CNO	65
3.3.1.	Resultados temporales de la abundancia de elementos CNO	66
3.3.2.	Gradientes radiales de elementos CNO	68
3.3.3.	Abundancias relativas	70
4.	Modelos evolutivos para galaxias enanas	79
4.1.	El modelo de evolución de galaxias enanas	79
4.2.	Parámetros de los modelos	79
4.2.1.	Definición de tamaños	80
4.2.2.	Definición del tiempo de colapso y eficiencias en formación estelar	81
4.3.	Resultados relativos a la evolución química	82
4.3.1.	El escenario evolutivo	82
4.3.2.	Formación estelar	83
4.3.3.	Evolución temporal de las abundancias elementales del gas	85
4.3.4.	Valores de las abundancias en el tiempo presente	92
4.4.	Resultados relativos a la evolución espectro-fotométrica	95
4.4.1.	Modelos de Síntesis de Poblaciones Simples	95

4.4.2.	Distribuciones espectrales de energía	97
4.4.3.	Relación Masa-Luminosidad	99
5.	Comparación con el cuerpo de datos observacionales	113
5.1.	Introducción	113
5.2.	Compilación de datos de la literatura	114
5.2.1.	Enanas Irregulares Aisladas	114
5.2.2.	Galaxias enanas compactas azules	116
5.3.	Objetos individuales	120
5.3.1.	Galaxias enanas irregulares	121
5.3.2.	Galaxias enanas compactas azules	132
5.4.	Resultados relativos a la evolución química	141
5.4.1.	El escenario evolutivo	141
5.4.2.	Formación estelar	141
5.4.3.	Abundancias elementales del gas	145
5.5.	Comparación de los resultados relativos a la fotometría	150
5.5.1.	Diagrama Color-Color	150
5.5.2.	Diagrama Color-Magnitud	153
5.5.3.	Relación Color-Abundancia	154
5.6.	Relación Masa de gas-Luminosidad	156
5.7.	Relación Luminosidad-Metalicidad	158
5.8.	Comparación múltiple de objetos individuales	160
5.8.1.	DDO 155	161
5.8.2.	DDO187	163
5.8.3.	IC1613	165
5.8.4.	IC4662	167
5.8.5.	NGC1569	169
5.8.6.	NGC2366	172
5.8.7.	NGC3109	173

5.8.8. NGC4214	175
5.8.9. NGC6822	177
5.8.10. Nube Grande de Magallanes	178
5.8.11. Nube Pequeña de Magallanes	180
6. Conclusiones	183
A. Nociones de Evolución Estelar	187
A.1. Protoestrella	187
A.2. Combustión de hidrógeno: Secuencia Principal	187
A.2.1. Cadena protón-protón:	187
A.2.2. El ciclo CNO:	188
A.3. Evolución a partir de la Secuencia Principal	189
A.4. Estados de combustión posteriores	190
A.4.1. Evolución de estrellas intermedias.	193
A.4.2. Evolución de estrellas de baja masa.	196
A.5. Supernovas	198
A.5.1. Supernovas Ia	198
A.5.2. Supernovas Ib, Ic y II	198
A.6. Producción de elementos	199
B. Rendimientos estelares	201
C. Bibliografía	207

Capítulo 1

Introducción

1.1. Las galaxias enanas

La formación de las galaxias en el universo, según las teorías comúnmente aceptadas, ha tenido lugar en lo que se conoce como escenario *de abajo-arriba* según el cual primero se forman estructuras o galaxias más pequeñas o de menor masas y después por agregación o fusión de dos o más de estos objetos, se formaron las galaxias mayores. Por tanto, es de extremo interés conocer cómo ha sido la formación y la evolución de estas galaxias de poca masa o galaxias enanas. En particular es necesario saber cuál es el camino evolutivo por el que las galaxias enanas del universo local han llegado a su estado actual con las características con las que las podemos observar ahora, para así poder interpretar no solo los datos de objetos próximos sino de los que presentan un alto corrimiento al rojo.

¿Qué es una galaxia enana? ¿Es un objeto de poca masa o es un objeto tenue? La respuesta no está en absoluto clara. Como lo que podemos observar directamente es la luminosidad, se suele entender que el término *enana* es aplicable a objetos cuya luminosidad sea menor de -17 o -18 magnitudes, pero este límite muchas veces no tiene por qué estar relacionado con la masa. Más aún, si la estimación de la masa fuera tan precisa como la de la luminosidad, probablemente la catalogación de estos objetos sería más congruente. No obstante, la necesidad que tiene la ciencia de clasificación ha llevado a formar cuatro grandes grupo de galaxias, que hasta la fecha, se siguen entendiendo como enanas.

- **Enanas Irregulares, (dIrr):** Son, con toda probabilidad, los objetos más comunes del universo. No están localizadas o agrupadas en torno a galaxias gigantes, y en el caso del Grupo Local, parecen estar distribuidas de forma más o menos aleatoria. Son objetos con la apariencia desestructurada propia de galaxias tardías, con bastante cantidad de gas. Tienen formación estelar de tendencia caótica. Pa-

ra las más pequeñas, el campo de velocidades del gas neutro está dominado por movimientos aleatorios (Skillman, 1996), mientras que las más grandes muestran una clara rotación. Las del Grupo Local (G. L.) presentan unas características comunes de:

- magnitud superficial $\mu_v \geq 23\text{mag arcsec}^{-2}$
- Radio $\leq 5\text{kpc}$
- Masa de HI $\leq 10^9 M_\odot$
- Masa total $\leq 10^{10} M_\odot$



Figura 1.1: Las nubes de Magallanes (LMC a la izquierda y SMC a la derecha) fueron las primeras galaxias enanas irregulares en ser observadas. Su cercanía a la Vía Láctea las hace observables a simple vista. (Cortesía de Daniel Verschatse - Observatorio Antilhue - Chile)

- **Enanas Compactas Azules, (BCD):** Son galaxias enanas cuya luminosidad está dominada por un brote intenso de formación estelar, con un aspecto similar a las regiones HII gigantes detectadas en algunas galaxias masivas. La tasa de formación estelar es tan intensa que no puede mantenerse a lo largo de mucho tiempo. Por su alto contenido en gas hay autores que apuntan a que puedan ser galaxias dIrr experimentando un brote de formación estelar (Skillman, 1996; Tolstoy, 2000; Tajiri & Kamaya, 2002; van Zee, 2001).
 - magnitud superficial $\mu_v \geq 19\text{mag arcsec}^{-2}$
 - Radio $\leq 2\text{kpc}$
 - Masa de HI $\leq 5 \times 10^9 M_\odot$
 - Masa total $\leq 10^{11} M_\odot$
- **Enanas Elípticas, (dE):** Son galaxias elípticas de bajo brillo, con una distribución superficial de luz suave y una estructura nucleada. Están dominadas por una

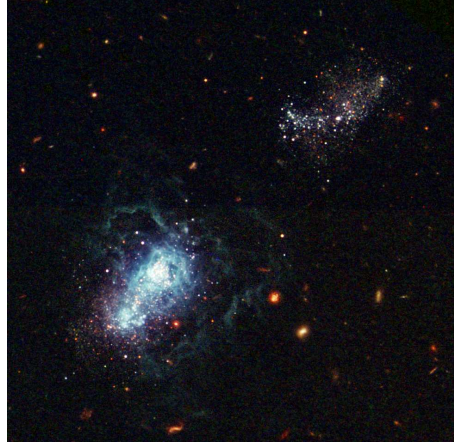


Figura 1.2: La galaxia IZw 18 es el prototipo de galaxia compacta azul. Es el objeto conocido con menor metalicidad y presenta un intenso brote de formación estelar, lo que le confiere su color intensamente azul. (Imagen del HST, Izotov, Y. I. & Thuan, T. X.)



Figura 1.3: NGC 205 es una galaxia enana elíptica del GL. El hecho de que su población sea vieja se manifiesta en el color enrojecido que presenta. (Johannes Schedler - Panther Observatory)

población vieja a pesar de que se observan estrellas tipo B, algo de gas y polvo. Estudios recientes apuntan hacia la necesidad de varias épocas de formación estelar de largos periodos de duración para poder explicar las características de estos objetos. Generalmente se encuentran asociadas a grandes galaxias, como ocurre dentro del Grupo Local, y la mayor parte de ellas poseen cúmulos globulares.

- magnitud superficial $\mu_v \geq 21 \text{ mag arcsec}^{-2}$
- Radio $\leq 4 \text{ kpc}$
- Masa de HI $\leq 10^8 M_\odot$
- Masa total $\leq 10^9 M_\odot$

- **Enanas Esferoidales, (dSph):** Son objetos muy similares a las dE, pero carentes de núcleo. El hecho de que generalmente se encuentren próximas a grandes galaxias



Figura 1.4: Leo I es una típica galaxia enana esferoidal. En la imagen se aprecia que carece de núcleo. (Imagen obtenida de SDSS)

parece apuntar a que corresponden a la parte menos masiva del grupo de las dE (Tolstoy, 2000, y referencias). Otra posibilidad es que procedan de la evolución de objetos tipo dIrr o BCD que han sufrido sucesivos brotes hasta consumir la mayor parte de su gas.

- magnitud superficial $\mu_v \geq 22 \text{ mag arcsec}^{-2}$
- Radio $\leq 3 \text{ kpc}$
- Masa de HI $\leq 10^5 M_\odot$
- Masa total $\leq 10^7 M_\odot$

En la Fig. 1.5, tomada de Grebel (2001), se presenta un esquema de la distribución de las enanas del GL indicando su morfología, en la que puede apreciarse que la distribución no es aleatoria, sino que hay un cierto criterio que relaciona el tipo con la posición. Así, los objetos con menos gas están alrededor de las grandes galaxias, mientras que las enanas de tipo dIrr están prácticamente aisladas. De acuerdo con esta distribución cabe esperar que las enanas más frecuentes en entornos de campo sean del tipo dIrr y BCD - estas últimas no presentes en el GL-, mientras que será difícil hallar dSph y dE aisladas.

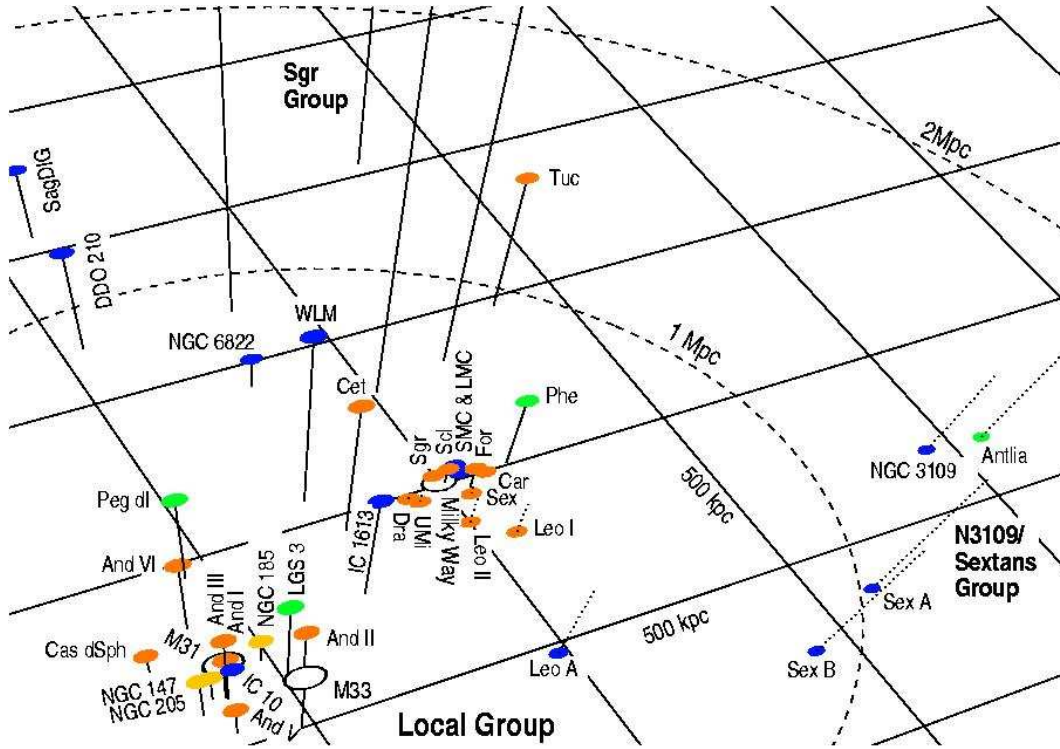


Figura 1.5: Tomada de Grebel (2001), representa la disposición en 3D de las galaxias enanas del GL. La elipse en línea discontinua limita el espacio a 1 Mpc del baricentro del GL. Las líneas continuas en los objetos indican que están en la parte superior del plano de representación, mientras que los situados en la parte inferior se marcan con líneas discontinuas. Las galaxias dSph se marcan en naranja, las dE en amarillo, las que corresponden a objetos de transición entre ellas están en verde, y en azul se representan las dIrr

1.2. Planteamiento del problema

Las primeras galaxias enanas observadas se detectaron a partir de sus intensas líneas de emisión, es decir, eran objetos que estaban sufriendo fuertes procesos de formación estelar. De dichas líneas se pudo deducir que sus abundancias elementales eran muy bajas, lo que indicaba un escaso enriquecimiento químico. Esta escasez de metales parecía incompatible con la proporción de gas que se observaba en estos objetos.

Por otra parte, para poder explicar la baja metalicidad se pensó que, probablemente, estas galaxias estaban sufriendo su primer brote de formación estelar. Teniendo en cuenta el alto ritmo de la formación estelar observado, estaba claro que este proceso no había podido durar mucho tiempo sin consumir todo el gas disponible. Ambos hechos hicieron suponer que estas galaxias debían de ser objetos muy jóvenes.

Al mismo tiempo se estimó que, siendo dichos brotes de formación estelar tan fuertes, la energía emitida por las correspondientes supernovas debía de ser muy alta, capaz incluso de superar el potencial gravitatorio correspondiente a la masa dinámica. Por lo tanto, cabría esperar que parte de la masa en forma de gas hubiera sido capaz de escapar del potencial gravitatorio, hacia el medio intergaláctico, y de esta manera se podría explicar la metalicidad de gas intergaláctico que se observa en los cúmulos de galaxias. Este proceso dejaría las galaxias "anémicas", sin posibilidad de formar posteriormente más estrellas y podría explicar algunas observaciones de galaxias que presentan a la vez baja metalicidad y poco contenido en gas. Por contra, si este proceso es cierto, cabe preguntarse ¿cómo es posible que se hayan formado posteriormente las galaxias masivas? ¿No es esto una contradicción del escenario de abajo a arriba descrito antes?

La pregunta clave es pues, ¿Son las galaxias enanas capaces de retener su gas tras las explosiones de supernovas sufridas como consecuencia de los procesos de formación estelar?

1.3. Revisión histórica del problema

La discusión sobre la pérdida de gas de las galaxias enanas se remonta muchos años atrás, y los caminos para su abordaje han sido muy variados. Someramente se pueden dividir en dos tipos: aquellos que estudian los requerimientos energéticos para la existencia de vientos galácticos, a través de modelos hidrodinámicos, y los que abordan el problema a través de modelos de evolución química y espectrofotométrica. Desafortunadamente, la complejidad de este problema no ha permitido, hasta el momento, un modelo único y completo: químico, espectrofotométrico e hidrodinámico, en el que el acercamiento se realice desde un punto de vista global.

Al principio de la década de los 70, Mathews & Baker (1971) ya sugirieron que la falta de gas que se observaba en las galaxias enanas elípticas era la consecuencia

de los vientos producidos por las explosiones de supernovas, mientras que Gallagher (1972) apuntaba a que era la intensa formación estelar la responsable del consumo del gas. Desde entonces y hasta ahora los trabajos sobre el tema han sido abundantes y variados.

Para objetos con formación estelar reciente, como las galaxias enanas del tipo irregular, la discusión comenzó más tarde, y se centró en explicar la baja metalicidad observada para una supuesta historia de formación estelar, más o menos larga. En este sentido, un trabajo de referencia es el de Dekel & Silk (1986), en el que propusieron los escenarios de formación de galaxias enanas irregulares (en adelante dIrr) y elípticas (en adelante dE), y aportaron una explicación para la existencia de dIrr en entornos de baja densidad. Desde su punto de vista, la pérdida de gas por vientos galácticos era una cuestión aceptada. Sin embargo, los vientos que postulaban eran demasiado intensos como para explicar las observaciones de dIrr, por lo que muchos autores se vieron inducidos a buscar soluciones alternativas.

El trabajo de Skillman (1997) es un claro resumen de los esfuerzos hechos hasta entonces para encontrar argumentos a favor y en contra de vientos intensos en galaxias del tipo dIrr. A favor de la existencia de vientos moderados (aquellos que no eliminan de forma drástica el gas) existen observaciones de objetos como NGC 1569, en las que aparecen flujos de gas a velocidades altas. Además, desde el punto de vista de evolución química, las abundancias en dIrr no parecían reproducibles con modelos de caja cerrada, por lo que sería necesario introducir vientos enriquecidos en metales que arrojaran al medio intergaláctico una proporción importante de elementos pesados durante las primeras generaciones de estrellas. De esta manera, las siguientes generaciones podrían mostrar la abundancia que se observa.

Sin embargo hay cuestiones que apuntan en la dirección contraria. Si se considera que gran parte del oxígeno producido en los primeros estadios de evolución es lanzado fuera de la galaxia, las abundancias relativas de C/O que se observan no tendrían una fácil explicación (Carigi et al., 1995). Como último ejemplo, aunque con una muestra no demasiado extensa, Hunter et al. (1993) realizó una búsqueda de hidrógeno ionizado en las partes más externas de 51 galaxias de este tipo. Reduciendo la muestra a los objetos que presentaban una inclinación apropiada, en total 15, solamente fue detectado en 2 de ellos.

Una cuestión básica que subyacía en todas estas discusiones era considerar que el escenario de formación y posterior evolución de las galaxias enanas era común a todas ellas, y que el hecho que diferenciaba las dIrr de las dE se debía al proceso evolutivo. Por desgracia, tampoco esto es una cuestión zanjada en la actualidad. Se puede observar que las galaxias enanas elípticas son objetos muy comunes en los cúmulos mientras que las irregulares parecen preferir entornos menos densos, como las partes externas de los cúmulos, o el campo. Aún queda por decidir si el efecto del entorno se produce durante la evolución, y por tanto ambos tipos tienen el mismo origen, o por el contrario, es su

propio origen el que determina el entorno en el que están (Skillman & Bender, 1995, y referencias).

Sea como fuere la respuesta, si el escenario de formación es el mismo, es difícil explicar que los objetos pequeños sean más proclives a perder gas en un medio intergaláctico denso y caliente, como el de los grandes cúmulos en el que están las enanas elípticas, que en el campo, en el que se encuentran las enanas irregulares. Por este motivo se hizo evidente recurrir a otros mecanismos que pudieran aportar caminos diferentes para llegar al mismo destino. Uno de ellos es el barrido del gas por la presión del medio intergaláctico, (Kenney & Young, 1989; Cayatte et al., 1994) ¹ que puede tener lugar dentro de los cúmulos, y el otro ha sido la acreción de gas a lo largo de la evolución de la galaxia (Lacey & Fall, 1985; Moore & Davis, 1994; Mouhcine & Contini, 2002; Kampakoglou et al., 2008).

Los esfuerzos realizados para arrojar luz sobre este tema han sido de dos tipos: los observacionales, a través de la estimación de todo lo que pueda ser medido en estos objetos, y los teóricos, a través del desarrollo de modelos de evolución, cada vez más sofisticados, que intenten dar explicación de la historia de estas galaxias tan desconocidas como comunes en el universo.

1.3.1. La abundancia de oxígeno *vs* la fracción de gas

La abundancia de oxígeno que se medía en las dIrr y las BCD parecía menor de lo que cabría esperar. Esto fue lo que encontró Lequeux et al. (1979) realizando observaciones sobre este tipo de objetos e intentando ajustarlas a un modelo de evolución. Este análisis se ha hecho históricamente en base al llamado modelo simple de caja cerrada. Según esta aproximación la abundancia elemental en una región o galaxia únicamente depende de la fracción de gas y de la cantidad de ese elemento producida por una generación de estrellas y eyectada al medio, siguiendo una función inicial de masa (FIM). Es lo que se conoce como rendimiento estelar. ². Aparentemente los datos de las galaxias enanas solo pueden reproducirse con este modelo si la producción de oxígeno o de metales por parte de las estrellas de estas galaxias es menor que la de las galaxias brillantes normales, cuestión difícilmente explicable. De hecho el estudio de estos autores se centró en estimar cuánto debía valer el rendimiento estelar de oxígeno, para concluir que que las estrellas debían tener vientos intensos en su fase de Wolf-Rayet (WR) para que la producción de oxígeno en la fase de supernova (SN) fuera menor ³.

¹Por desgracia la evolución del idioma suele ser más lenta que la de la ciencia y la tecnología, por lo que muchas veces es necesario recurrir a términos en otras lenguas. Este caso puede ser uno de ellos, ya que este fenómeno comúnmente es conocido como *stripping* incluso dentro de los hispanohablantes

²El término *rendimiento estelar* corresponde al término inglés *yield*

³Estos autores no se plantearon en aquel momento la posibilidad de vientos galácticos

1.3.2. Relación entre el nitrógeno y el oxígeno.

En las relaciones entre elementos, el parámetro que las regula depende fundamentalmente de la nucleosíntesis estelar. En concreto, el oxígeno y el nitrógeno se producen en estrellas de distintas masas y por tanto diferentes vidas medias, y su relación aporta información directa de la evolución estelar, no tanto del escenario de la evolución química. Sin embargo, las abundancias absolutas dependen a la vez de todos los factores considerados: escenario evolutivo, modelo, nucleosíntesis,...

El nitrógeno es un elemento complicado de estudiar, porque se produce en casi todos los rangos de masas estelares, pero de manera diferente en los distintos tipos de estrellas, masivas y de masa baja o intermedia, habitualmente considerados en los modelos de evolución química. Si un elemento se crea de una manera que depende de la cantidad de oxígeno o carbono que hay inicialmente en la estrella, es decir, depende de la existencia de lo que se conoce como *semilla*, se dice que es un elemento *secundario*. Si por el contrario el elemento se crea como síntesis directa del hidrógeno, a pesar de que éste se haya transformado previamente en otros elementos, se dice que es *primario*. En principio el nitrógeno se crea en estrellas masivas a partir del ciclo CNO (ver Anexo A) de una manera secundaria, aunque recientemente se han hecho trabajos en los que se incluye la rotación propia de la estrella y en los que parece que esto puede afectar al modo de producción del nitrógeno haciéndolo primario (Meynet et al., 2006). Sin embargo en las estrellas de masa baja e intermedia la producción de nitrógeno se hace de las dos formas, es decir, que estas estrellas tienen una proporción de nitrógeno primario y otra de secundario.

Esto se traduce en que, si se hace un gráfico de la abundancia relativa N/O frente a la abundancia de oxígeno, y el nitrógeno es secundario, se observará una recta de pendiente positiva, mientras que si es primario, (N/O) tendrá un valor constante. Desde un punto de vista observacional, los datos de las galaxias brillantes muestran la primera tendencia, con (N/O) aumentando a partir de abundancias de oxígeno $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \geq 8.0$ dex; sin embargo se vio desde muy pronto que los objetos menos metálicos, generalmente asociados con galaxias enanas, muestran una línea de (N/O) vs (O/H) muy plana, lo que indica que es necesaria una contribución de nitrógeno primario (Alloin et al., 1979).

Si estas galaxias se consideran jóvenes, o lo que es lo mismo, están sufriendo su primer brote de formación estelar, parece que no han podido tener tiempo para eyectar los elementos creados por las estrellas de menor masa, que necesitan más tiempo para morir (Edmunds & Pagel, 1978). Siguiendo este argumento, ese nitrógeno debía proceder de estrellas masivas (Thuan et al., 1995), lo cual parecía incompatible con la producción secundaria estándar de nitrógeno. Esto hizo que se valorara la posibilidad de que los productores de nitrógeno primario fuesen las estrellas masivas. Sin embargo hay dos hechos que contradicen esta idea: 1) que las galaxias enanas no son tan jóvenes como parecen, y 2) que los datos de esta zona *plana* muestran una enorme dispersión,

incompatible con una producción en estrellas masivas. Por tanto, explicar estos datos constituía un reto.

1.3.3. Modelos de evolución química

Un instrumento que ha sido crucial en el estudio de la pérdida de masa de las galaxias enanas ha sido el modelo de evolución química. Esencialmente lo que se ha hecho desde hace ya mucho tiempo es diseñar modelos que den resultados de la evolución y las abundancias finales de helio, carbono, nitrógeno y oxígeno, para poder inferir si lo que se observa es coherente con una pérdida de gas, o si por el contrario existen mecanismos que de alguna manera hayan ligado el gas eyectado por las estrellas a lo largo de su evolución a la galaxia. Hay algunos modelos que consideran estos vientos galácticos y su efecto sobre la evolución química de las galaxias enanas.

Históricamente se ha partido de la base de que los modelos aplicables a galaxias enanas debían incluir una formación estelar en brotes intensos. Así, en uno de los primeros trabajos, Matteucci & Chiosi (1983) desarrollaron unos modelos de evolución de dIrr y BCD bajo la hipótesis de formación estelar en brotes. Suponían que la formación estelar dependía de dos factores: la fracción de gas y una función aleatoria que determinaba en qué regiones iba a tener lugar el brote. Introducían la producción detallada de algunos elementos, como el He, el C+O, y el Si+Fe, pero el estudio lo hacían con la metalicidad total, sin distinguir elementos. No llegaban a reproducir la dispersión de datos que se observan en los diagramas gas-metalicidad por lo que sugirieron tres posibles explicaciones: 1) El rendimiento estelar varía de una galaxia a otra, o lo que es lo mismo, la función inicial de masas y/o la nucleosíntesis cambia. 2) Se produce una caída de gas primordial mayor que la tasa de formación estelar, pero entonces aparece la dificultad de explicar cómo es posible que con semejante caída la formación estelar sea tan ineficiente. 3) Hay vientos galácticos que eyectan metales.

Poco después Matteucci & Tosi (1985) calcularon modelos con brotes de formación estelar y vientos galácticos. Usando los rendimientos de Renzini & Voli (1981) intentaron reproducir las observaciones de N y O. Concluyeron que la producción primaria del nitrógeno debía estar en un rango entre el 30 % y el 50 % del total (el mismo porcentaje que el estimado por Alloin et al. (1979)); que las variaciones en la FIM no daban buen resultado, de manera que eligieron una única FIM, tipo (Salpeter, 1955), y que el límite superior para considerar las estrellas como de masa intermedia en lugar de ser $8 M_{\odot}$ había de bajarse a $5-6 M_{\odot}$. Por último encontraron que debía haber vientos galácticos del orden de 0 a 30 veces la tasa de formación estelar para explicar la gran dispersión en los valores observados. Las autoras ponían, además, de manifiesto el problema de la inconcreción de la masa; de hecho encontraron objetos con valores de medidas de masas de HI que eran ¡mayores que la masa total de la galaxia! Claramente las masas dinámicas estaban subestimadas. Para poder llegar a un acuerdo entre la producción de nitrógeno y la de oxígeno, aparte de los vientos, ajustaban el número de brotes,

que estimaron entre 1 y 15. El problema es que con este tipo de formación estelar las galaxias se verían azules solamente durante un tiempo en torno a 1.8 Giga-años, mientras que el resto del tiempo tendrían que ser de color rojo. Sin embargo no se observan estas galaxias enanas tan rojas. ¿Es un problema de selección? Puede ser, porque al ser objetos de baja luminosidad su detección es más complicada si no tienen formación estelar, pero a tenor de la proporción que se deduce, se debería haber detectado una cantidad no despreciable de ellas.

Diversos estudios de evolución estelar y nucleosíntesis posteriores apuntaban a que la modificación del límite de masa de las estrellas intermedias parecía un argumento algo forzado. Por ello, Garnett (1990), como poco después Vila Costas & Edmunds (1993), sugirieron que la dispersión podía ser debida al retraso con el que aparece el nitrógeno respecto al oxígeno. Durante la etapa de vientos de las estrellas masivas se genera oxígeno y/o nitrógeno secundario, por lo que el cociente (N/O) aumenta, pero cuando las supernovas tipo II empiezan a explotar, el oxígeno aumenta drásticamente y el cociente (N/O) baja, hasta que las estrellas de masa intermedia comienzan a eyectar nitrógeno primario y dicho cociente vuelve a subir. Todo esto ocurre en un intervalo de tiempo muy corto. Si la formación estelar se hace con brotes, estas subidas y bajadas quedan representadas como puntos dispersos en las zonas de menor metalicidad. Según estos argumentos, si el cociente (N/O) es bajo para la abundancia de oxígeno, se debe a que no ha habido tiempo suficiente para eyectar el nitrógeno. Esto es un indicativo de que la galaxia, o la región en cuestión que se esté observando es joven, ya que su edad es menor que la de los objetos que tendrían un (N/O) mayor para el mismo valor de (O/H).

Poco tiempo después, los modelos de Pilyugin (1992, 1993) incluían un mecanismo que ya se había descrito anteriormente (Kunth & Sargent, 1986; Garnett, 1990): el auto-enriquecimiento. La idea fundamental consistía en considerar que la abundancia de la región HII que se observa no es la misma que la del resto de la galaxia. Estas regiones HII sufren un proceso de auto-enriquecimiento porque los elementos generados solamente se mezclan dentro de propia la región. Durante un corto periodo de tiempo, la abundancia de oxígeno aumenta, mientras que la de nitrógeno no ha tenido tiempo de aumentar, al ser producido por estrellas de masa menor. El resultado muestra un valor alto de (O/H) y un valor bajo de (N/O). Los factores que van a determinar el proceso de auto-enriquecimiento de las regiones HII gigantes son la composición inicial, la densidad y la producción por nucleosíntesis estelar.⁴

Bajo esta base, Pilyugin (1992) desarrolló modelos de caja cerrada que conseguían reproducir la dispersión de los valores de (N/O) como consecuencia de la variación en la duración de los periodos entre brotes. Si esta duración es mayor que la vida media de una estrella masiva, pero menor de lo que tardan las estrellas intermedias en

⁴En el caso de que se consideren distintas intensidades de brote se podrán formar regiones HII gigantes, o pequeñas regiones alrededor de unas cuantas estrellas. En este segundo caso sí que se puede considerar que la composición de la región HII es más o menos la de la galaxia, sin que se lleve a cabo el autoenriquecimiento.

liberar nitrógeno, el cociente (N/O) será menor al principio del siguiente brote que en el caso de que los periodos interbrotes sean lo suficientemente largos para dar tiempo a las estrellas intermedias a evolucionar. Estas diferencias serán más plausibles cuanto menor metalicidad tenga la galaxia, porque, tal y como se verá más adelante, la proporción entre la producción de nitrógeno y oxígeno es mayor cuanto menor sea la metalicidad. Las galaxias pobres en oxígeno, pero con un cociente (N/O) similar a aquellas que son ricas en oxígeno son observadas en el estado final del brote, mientras que aquellas que son pobres en oxígeno y presentan un cociente (N/O) menor que las que son ricas en oxígeno, han sido observadas al inicio del brote de formación estelar.

El problema surgió cuando, además de los valores de (N/O), se quiso ajustar de manera consistente las observaciones de helio y (N/H). Ésto condujo a un segundo trabajo (Pilyugin, 1993), en el que ya incluía vientos galácticos. Consideró dos tipos de vientos: uno el producido por las estrellas masivas, con la misma composición que el medio interestelar, y otro el que se produce por las explosiones de supernova, que está enriquecido en oxígeno. Concluyó que las galaxias enanas que presentan poco oxígeno y alto valor de (N/O) llegaban a ello por medio de vientos enriquecidos, y además estaban siendo observadas al final del brote. Por otra parte, las que presentaban poco oxígeno y bajo valor de (N/O) podían ser galaxias con vientos eficientes en un estado avanzado del brote, o galaxias con vientos poco eficientes pero en estados tempranos del brote.

Marconi et al. (1994) también desarrollaron modelos de evolución química para dIrr y BCD con formación estelar en brotes. A pesar de combinar todos los parámetros, como el número de brotes, la duración de cada uno, el espaciamiento entre ellos,... no llegaban a reproducir simultáneamente las abundancias de nitrógeno y helio. Los modelos que conseguían un valor alto de helio (como el observado) conducían a un valor alto de nitrógeno. Como quiera que He, N y O se producen por estrellas de masas distintas, intentaron sin éxito cambiar la FIM con el fin de que se formaran pocas estrellas de masa intermedia; así bajaba el nitrógeno, pero en ese caso se reducía también el helio. Intentaron situar los brotes en épocas muy recientes, pero para conseguir las abundancias que se observan se necesitaban varios brotes, y no era posible que todos ellos se hubieran producido en tan corto espacio de tiempo. Por último, apuntaban a la necesidad de revisar los rendimientos estelares de estrellas de masa intermedia, fundamentalmente en lo que se refiere a la producción de nitrógeno.

Carigi et al. (1995) intentaron explicar la baja abundancia de oxígeno en estas galaxias enanas usando un modelo similar al que usaron para la vecindad solar, con ciertas modificaciones: añadieron vientos galácticos y eliminaron la caída de gas primordial. Para ajustar el valor del oxígeno recurrieron al cambio de la pendiente de la FIM, de modo que redujeron la producción de estrellas masivas en beneficio de las estrellas de menor masa, y establecieron una dependencia de la pendiente con la metalicidad. Así, cuanto menor fuera la metalicidad mayor cantidad de estrellas enanas se formarían. Como no consiguieron buenos resultados abandonaron el intento de variación de la FIM y exploraron de nuevo el camino de los vientos galácticos, definiendo dos tipos:

uno cuya composición fuera la misma que la del medio interestelar, al que llamaron viento "bien-mezclado", y otro enriquecido en oxígeno. Los modelos con el primer tipo de vientos pudieron reproducir los valores de (C/O) y la relación entre la cantidad de gas y el oxígeno, pero no ajustaron el valor de la producción de helio, y además predijeron un valor muy alto del cociente entre la masa de gas eyectada y la masa total de la galaxia. El problema fundamental de sus modelos, con gas enriquecido, es que solamente reproducían las observaciones de objetos con el menor valor de (C/O) observado.

Un paso importante en este camino es el que dieron Chiappini et al. (2003) incorporando de una forma eficiente los rendimientos de van den Hoek & Groenewegen (1997), dependientes de la metalicidad, de manera que con un solo brote eran capaces de obtener la dispersión de nitrógeno deseada, llegando a la conclusión de que no era necesario que las estrellas masivas produjesen nitrógeno primario. En su trabajo, la diferencia entre suponer un brote o varios se manifestaba en que la dispersión de (N/O) tenía lugar en el rango de bajas metalicidades o en el de altas, respectivamente.

1.3.4. Requerimientos energéticos. La masa dinámica y el pozo de potencial

Desde el punto de vista del cálculo de balance de energías, el desconocimiento de la cantidad de materia oscura que tienen estas galaxias hace que no sea tan trivial obtener el valor del potencial gravitatorio. Si la masa dinámica que se obtiene, teniendo en cuenta la masa oscura, es mucho mayor de la estimada a partir de la masa visible o luminosa, entonces cabe preguntarse si dichas galaxias tienen un pozo de potencial suficientemente intenso como para confinar todo el gas que se eyecta en una explosión de SN. De no ser así habría que conocer qué grado de intensidad debe de tener la formación estelar para que rompa por completo la galaxia. Dicho de otra manera ¿Las galaxias enanas tienen capacidad suficiente para tener una formación estelar tal que ponga en peligro su propia existencia? Parece obvio que la respuesta a esta última pregunta es: No en todos los casos, puesto que existen. ¿Es posible que se pierda todo el gas o parte de él sin que ello afecte a las estrellas ya formadas? El problema reside en que generalmente son objetos poco luminosos, lo que impide obtener con precisión su curva de rotación, y por ende, estimar el valor de su masa dinámica y su eficiencia a la hora de retener su material. Es decir, la respuesta no es nada trivial.

A finales de la década de los 90 empezaron a aparecer modelos de evolución química incluyendo esa componente de materia oscura, como los de Bradamante et al. (1998). En este caso, el modelo es muy similar al de Marconi et al. (1994) en cuanto a sus hipótesis de vientos y brotes, y sus resultados son asimismo muy parecidos a los anteriores, concluyendo la necesidad de vientos selectivos de SNII.

Larsen et al. (2001), en su estudio de galaxias ricas en gas suponen tanto vientos

de entrada de gas primordial como vientos de salida de gas enriquecido. Tras presentar los resultados de sus modelos con vientos y sin ellos, con formación estelar en brotes y continua, y su comparación con las observaciones, concluyen que las galaxias enanas son lo suficientemente variadas como para que algunas requieran vientos y otras puedan funcionar como una caja cerrada. No obstante, para las galaxias enanas del tipo dIrr, el modelo de formación estelar continua es el que aporta mejores resultados. Además, los modelos que consideran vientos enriquecidos no llegan a reproducir ninguna de las observaciones. Por otra parte incluyen modelos hidrodinámicos de la región HII y un estudio detallado de los problemas que surgen cuando se estima la fracción de gas, que ya se ha mencionado anteriormente. Respecto a los modelos hidrodinámicos llegan a la conclusión de que los metales eyectados por las SN quedan prisioneros en las súper-burbujas que se forman alrededor, dentro de las regiones HII (Tenorio-Tagle, 1996). Si esto es cierto, las observaciones de abundancias no se ven afectadas por los vientos de SN.

Desde el campo de la hidrodinámica se han hecho cálculos detallados que analizan la posibilidad de existencia de vientos galácticos en función de la fuerza del brote de formación estelar. Hay dos trabajos de referencia a este respecto: el de Mac Low & Ferrara (1999) y el de Silich & Tenorio-Tagle (2001).

En el estudio de Mac Low & Ferrara (1999) los autores se centran en tres cuestiones fundamentales: ¿Cuáles son las condiciones necesarias para que se produzca una pérdida de gas? ¿Qué fracción de gas se pierde en cada episodio? ¿Cuál es el destino de los metales generados en los vientos de las estrellas masivas y posteriormente en los fenómenos de supernova?

Respecto a la primera pregunta, concluyen que solamente las galaxias con menor masa serán capaces de perder gas, estableciendo este límite para la masa del medio interestelar de $10^8 M_{\odot}$. No obstante la fracción de gas que se pierde en cada evento es sorprendentemente pequeña, a pesar de elegir las galaxias menores. Dentro del estudio de las condiciones llegan a la conclusión que, en el caso de los objetos menores, la pérdida de gas está gobernada por la geometría y el pozo de potencial, siendo independiente de la luminosidad mecánica (directamente relacionada con la intensidad del brote).

La respuesta a la segunda pregunta pasa por el hecho de que es más sencillo la pérdida del gas metálico y caliente de las explosiones de supernova, que el gas frío y pobre del medio interestelar. En este caso, la fracción de este gas eyectado es muy dependiente de la masa del medio interestelar de la galaxia, variando desde un 3 % en el caso de objetos con masa $M \geq 10^8 M_{\odot}$, a un 60 % para $M \leq 10^8 M_{\odot}$. En este caso sí que hay dependencia de la luminosidad mecánica, en el sentido de que solamente para brotes muy débiles las galaxias pequeñas serán capaces de retener sus metales. La geometría que han usado para el estudio define la región de formación estelar como una única región central, que formaría una gran *burbuja* a su alrededor. No obstante

apuntan a que si la formación estelar tiene lugar en varias zonas separadas, las burbujas que se forman, menores que la considerada, son menos eficientes en su transferencia de energía al gas ambiente, y por tanto la probabilidad de pérdida de metales se reduciría.

Silich & Tenorio-Tagle (2001) toman en cuenta las condiciones de entorno, la rotación de la galaxia y la geometría. La posible existencia de vientos tiene que verse influenciada por las condiciones del medio en el que esté inmersa la galaxia, esto es, la presión del medio intergaláctico. Además, la expulsión de metales no requiere la misma energía en una galaxia plana, en la dirección de su eje de rotación, que en una esférica; y a su vez, la rotación de ésta hace variar las condiciones. Con todas estas precisiones, el trabajo de Mac Low & Ferrara (1999) se sitúa en el límite más favorable a la eyección, existiendo diversidad de circunstancias que puedan dificultar la pérdida de gas.

En el estudio de Silich & Tenorio-Tagle (2001), al igual que en el de Mac Low & Ferrara (1999), se concluye que las *súper-burbujas* que se forman en las galaxias planas con rotación son capaces de romperse y lanzar sus metales al medio intergaláctico, e incluso una cierta contribución del gas del medio interestelar. Sin embargo, los requerimientos energéticos son mucho mayores si la galaxia en cuestión tiene simetría esférica. En este caso habría que multiplicar por 3 la intensidad del brote de formación estelar causante del viento. Incluso en los sistemas de menor masa, la energía necesaria puede llegar a ser un orden de magnitud mayor. No obstante, afirman que sus cálculos son un límite inferior por varios motivos: a) solamente están considerando una componente del medio interestelar, b) las densidades centrales que han elegido son algo menores que las que debería de tener la nube en la que se produjera la formación estelar, c) suponen una tasa de entrada de energía constante, d) omiten el posible efecto de enfriado que provoca la acreción nueva de masa, y f) no tienen en cuenta el efecto de los campos magnéticos, que pueden trabajar en contra de la expansión.

Los autores concluyen que la responsabilidad del confinamiento del gas, y por tanto de la evolución de la galaxia, la tienen los halos gaseosos de baja densidad más que la componente de materia oscura. Esto hace que las estructuras de los halos sean una cuestión a tener en cuenta.

Las propiedades de los halos son muy dependientes del potencial gravitatorio y de las condiciones de entorno. En el primer caso, una gran componente de materia oscura provoca un halo más extenso y uniforme, y en el segundo, el estar sumergido en un medio con alta presión intergaláctica hace que la estructura también sea más uniforme que si el medio es de baja presión.

El problema es que estos halos de baja densidad presentan un tiempo de recombinación muy largo, más incluso que el tiempo de vida de la región HII producida por el brote de formación estelar, lo que les hace prácticamente indetectables a la observación en radio y visible. Sin embargo hay indicios de su existencia, como el hecho de que la velocidad de expansión de las burbujas sea menor de lo esperado, lo que puede indicar

que dicha expansión se está produciendo en un medio homogéneo.

Por último, apoyan sus argumentos con evidencias observacionales, tales como el hecho de que todas las galaxias, por pequeñas que sean, tienen metales en su medio interestelar, lo que indica que no los han podido perder todos en las sucesivas explosiones de supernovas.

1.4. Estado actual del problema

Hoy en día sabemos que aquellas galaxias que inicialmente clasificamos como galaxias de baja metalicidad o galaxias enanas, son las que actualmente llamamos galaxias HII o galaxias compactas azules. Su color azul es una consecuencia directa de que están sufriendo un brote de formación estelar en el tiempo presente. Pero sabemos que existen otras galaxias de diferentes tipos dentro de la familia de las enanas, descritas en el párrafo anterior, y que tienen características diferentes. Dentro de la familia de las enanas, las irregulares y las galaxias enanas compactas azules suelen ser los laboratorios en los que se prueban los modelos de evolución galáctica, porque desarrollan su vida en entornos lo suficientemente poco densos como para considerar que no están afectadas por fenómenos de interacción con ninguna otra compañera. Esta razón, junto con el hecho de que son los objetos más numerosos que hay, hace que sean los candidatos preferidos para el estudio de las pérdidas de masa en galaxias enanas. No obstante, la pregunta también podría plantearse en términos de ¿qué tipos de galaxias muestran características compatibles con una evolución que permita la retención del gas y cuáles sin embargo necesitan que haya existido una pérdida de masa para explicar las observaciones?

Una forma de abordar este problema es analizar la mayor cantidad de observaciones de estos objetos y analizarlos a la luz de los modelos, de forma que se pueda llegar a una conclusión sobre la posible pérdida de gas. Si el resultado es que, efectivamente se producen vientos galácticos, sería necesario estudiar en qué forma éstos afectan a la formación y evolución de estructuras más grandes. Además de los datos relativos a las abundancias químicas que hemos visto antes, hoy en día se dispone de datos fotométricos que dan magnitudes y colores con mayor precisión; y también información dinámica que aporta pistas acerca de la cantidad de masa oscura, la fuerza del pozo de potencial y los posibles flujos de salida o entrada de gas. Estos datos deben ser analizados a la vista de las predicciones de los modelos, no sólo de evolución química, sino de síntesis evolutiva o hidrodinámicos, análisis que se realizará a continuación.

1.4.1. El rendimiento estelar de oxígeno y la fracción de gas

Al principio se consideraba que todas las galaxias enanas tenían bajo contenido en gas, pero como ha sido expuesto en la sección 1.1, existen una multitud de objetos de baja masa que, sin embargo, presentan gran cantidad de él. Hoy día parece que el argumento de que estas galaxias han debido de perder gas, puesto que no lo tienen, y son al tiempo de baja metalicidad no es enteramente cierto. Hay galaxias enanas con poco gas, dSph o dE, no siempre poco metálicas y hay galaxias dIrr y BCD con mucho gas de modo que resulta lógico que tengan bajas abundancias.

Por otra parte, la determinación de la fracción de gas no resulta ser un proceso fácil, porque depende crucialmente de cómo se obtienen la cantidad de gas y la masa total de la galaxia. La primera parte está fuertemente afectada por la dificultad a la hora de estimar la cantidad de hidrógeno molecular, algo que hasta muy recientemente se hacía a partir de datos de la intensidad de la emisión de la molécula de CO. Este es un método muy dependiente de la metalicidad de la galaxia (Verter & Hodge, 1995; Wilson, 1995) cuyo resultado son valoraciones inciertas. En cuanto a la estimación de la masa total para el cálculo de la fracción de gas, en el trabajo de Larsen et al. (2001) quedan patentes las dificultades. Los autores definen el valor máximo y mínimo de la fracción de gas para un conjunto de objetos bien observados. El límite superior es el que se obtiene teniendo en cuenta que la masa total es la suma de la masa de gas y la masa estelar, mientras que el límite inferior resulta de suponer que la masa total es la masa dinámica. Lo que llama poderosamente la atención es que la anchura del intervalo ¡puede llegar a dos órdenes de magnitud!. Representado en forma de barras de error, cualquier resultado de los modelos estaría dentro del rango.

Es por esto que la forma en que se define la fracción de gas y el efecto de la componente de materia oscura, que afecta al valor total de la masa dinámica, es esencial. En principio el modelo simple usado para este tipo de argumentaciones se basa en una fracción de gas calculada con la masa en estrellas, sin tener en cuenta la materia oscura, que no participa en la evolución química de las galaxias. Sin embargo a la hora de comparar con los datos de los distintos autores hay que tener en cuenta cómo los han calculado, y si han considerado la masa dinámica o no.

Los argumentos a favor de la pérdida de masa en galaxias de baja metalicidad se basaban en el modelo simple (de caja cerrada) usando un rendimiento estelar de oxígeno dado por la evolución estelar, y una FIM determinada. Hay que tener en cuenta que el cálculo de la producción de metales, basado en las estimaciones de este campo, para estrellas de diferentes masas, ha cambiado bastante desde entonces. Entre otras cosas, los vientos de las WR reducen la producción de oxígeno y dependen de la función inicial de masas. Recientemente se usan las funciones de Chabrier (2003) o Kroupa (2001) que resultan algo diferentes de la conocida función de Salpeter con la que se hicieron aquellos razonamientos.

A todos estos problemas del tipo *observacional* hay que añadir la cuestión de que el modelo simple no es el más adecuado para comparar con los datos observados. Aparte de que no tiene en cuenta las edades medias de estrellas de diferentes masas, supone que la producción de metales procedentes de una generación estelar es constante. Esto no es enteramente cierto porque se sabe que hay una dependencia con la metalicidad de la población estelar. Hoy en día existen multitud de modelos de evolución química que resuelven el sistema de ecuaciones diferenciales correspondiente de manera numérica y con mayor precisión, sea cual fuere el valor de la fracción de gas y/o la metalicidad. Por tanto es necesario revisar esta cuestión para ver cuán cierta es la necesidad de flujos de salida de gas a partir de la relación entre el oxígeno y la fracción de gas.

1.4.2. El origen nucleosintético del nitrógeno

Los dos hechos observados descritos en la sección 1.3.2, esto es, la tendencia plana y la dispersión en el plano (N/O) frente a (O/H), pueden explicarse, tal y como se verá a continuación, si se tienen en cuenta dos cuestiones: que las estrellas de masas entre 4 y 8 M_{\odot} son capaces de crear nitrógeno primario, como demuestran los trabajos más recientes sobre rendimientos estelares, y que los procesos de formación estelar pueden tener diferentes eficiencias en las distintas galaxias, y como consecuencia de ello puede haber diferentes tiempos de retardo para la aparición del nitrógeno en el medio interestelar.

Los rendimientos estelares de estrellas de masa baja e intermedia

Desde el punto de vista de la evolución estelar y del cálculo de los rendimientos estelares, la situación ha cambiado sustancialmente desde el trabajo pionero de Renzini & Voli (1981). Estos autores fueron los primeros en demostrar que las estrellas de baja masa e intermedia podían sufrir fenómenos de dragado y procesos de combustión en la base de la envoltura, en la frontera con el núcleo, durante la fase AGB y que durante estas fases podía crearse nitrógeno primario. Ellos calcularon las producciones primaria y secundaria del ^{13}C y del ^{14}N , y ofrecieron una variedad de modelos en función de los parámetros de convección de la fase de dragado para estrellas de hasta 8 M_{\odot} , especificando los valores de He, ^{12}C , ^{13}C total y primario, ^{14}N total y primario y ^{16}O . Como consecuencia, pudieron estudiar de forma detallada la evolución del nitrógeno, para intentar dar una explicación a la dispersión que se aprecia en el diagrama (N/O) frente a (O/H). Esto marcó un punto de inflexión en los trabajos sobre evolución química, porque a partir de este punto son muchos los trabajos que centran sus esfuerzos en conjugar a la vez las observaciones de oxígeno con la dispersión que presentan los datos de nitrógeno. Sin embargo, solamente estaban calculados para un valor de la metalicidad y presentaban una producción de nitrógeno y carbono excesiva.

La fase de AGB es difícil de entender y probablemente sea ésta la causa por la que

ha habido muchos trabajos posteriores. Uno de los más difundidos ha sido, sin duda, el de van den Hoek & Groenewegen (1997). Estos autores han hecho un cálculo con los llamados modelos de síntesis, que a diferencia de modelos estelares más precisos, tienen la ventaja de ser más rápidos y sencillos desde el punto de vista computacional. Esto tiene la ventaja de permitir el cálculo para un amplio intervalo de masas y metalicidades. Sin embargo como estos autores no dan separadas las componentes secundaria y primaria del nitrógeno, para poder usarlos en la comparación ha sido necesario buscar métodos de aproximación, que se explicarán con detalle en el capítulo 3.

También han sido ampliamente utilizados los rendimientos de Marigo et al. (1998), mejorados en Marigo (2001), aunque tienen el problema de la definición del límite superior de masa para las estrellas de masa intermedia que consideran sólo hasta $6 M_{\odot}$. Esto comporta muchas complicaciones, hasta hacer necesaria una producción primaria por parte de las estrellas masivas.

Finalmente es de obligada necesidad mencionar el trabajo de Buell (1997). Dicho autor nos envió los resultados de su tesis: unos rendimientos estelares para estrellas de masa baja e intermedia que habían sido calculados con la misma técnica que los dos anteriores, pero con una puesta al día de todas las componentes y con un tratamiento muy cuidadoso de las pérdidas de masa y del efecto de la metalicidad sobre dichas estrellas. Estos rendimientos no habían sido probados con ningún modelo de evolución química y se nos solicitó que los probáramos con nuestros modelos. Su tratamiento de los elementos secundarios, principalmente el nitrógeno, los hacía realmente interesantes y los resultados en nuestra calibración con la Vía Láctea, fueron realmente buenos (Gavilán et al., 2005; Gavilán et al., 2006) como se verá en el capítulo 3.

Básicamente estos trabajos sobre rendimientos estelares son los más difundidos, pero no por ello son los únicos. Trabajos como los de Ventura et al. (2002); Meynet & Maeder (2002); Dray et al. (2003) han sido claves en este campo, y de hecho, serán comparados con aquéllos usados en este trabajo.

Lo que queda claro en todos estos trabajos es que las estrellas de masa baja e intermedia:

- Producen una cierta cantidad de nitrógeno primario
- Esta producción es variable con la metalicidad original de la estrella
- Se eyecta al medio interestelar con un retardo respecto al oxígeno
- El retardo es variable según la masa de la estrella, y puede variar entre 225 y 40 Myr para un rango de 4 a $8 M_{\odot}$.

La formación estelar continua

Tal y como se ha descrito en la sección anterior, y demostrado en algunos de los trabajos descritos en ésta, los procesos de formación estelar pueden tener diferentes eficiencias a la hora de formar estrellas en las distintas galaxias. Esto unido a las diferentes vidas medias estelares puede hacer que haya diferentes tiempos de retardo para la aparición del nitrógeno en el medio interestelar. Si se incluyen unos rendimientos estelares adecuados para estrellas de masa baja e intermedia -con una contribución ajustada de nitrógeno primario y secundario-, y diferentes eficiencias que puedan producir diferentes retardos, en un modelo realista de evolución química (Vila Costas & Edmunds, 1993; Henry et al., 2000; Pilyugin et al., 2003; Prantzos, 2003), se puede comprobar si es factible reproducir las tendencias observadas en el plano (N/O)-(O/H). Es decir, no es necesario apelar a una formación estelar con brotes, sino que tal vez es igualmente válida una formación estelar continua, aunque de baja intensidad para explicar los mismos datos.

Así Mouhcine & Contini (2002) realizaron un estudio exhaustivo centrado en las relaciones (N/O) y luminosidad-metalicidad (L-Z). Calculaban tres tipos de modelos: modelos con formación estelar continua en un entorno de caja cerrada; modelos con formación estelar continua y caída de gas; y modelos con formación estelar en brotes y caída de gas. Considerando todos los modelos de forma global, el mejor ajuste para galaxias de baja metalicidad lo conseguían con modelos de formación continua, pues reproducían la dispersión en (N/O) considerando un valor bajo de la tasa de formación estelar, de manera que las estrellas de masa intermedia, responsables de la producción de nitrógeno, se manifestaban en zonas de bajo valor de oxígeno. Los modelos con brotes también ofrecían resultados diferentes según fuera la metalicidad. En la zona de baja metalicidad, considerada como $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.0$, los modelos que ofrecían mejores resultados eran los de pocos brotes, incluso uno sólo, y con baja eficiencia de formación estelar. Como contrapartida, cuando estudiaban la relación L-Z, con los modelos de formación continua sólo eran capaces de reproducir las tendencias, pero no la dispersión, ni siquiera en las zonas de metalicidad menor, por lo que finalmente necesitaban recurrir a los brotes para ello.

Esta formación estelar continua es la que se ha usado en los modelos multifase de evolución química aplicables a galaxias espirales e irregulares de Mollá & Díaz (2005). En Mollá et al. (2006) se ha demostrado que una formación estelar continua con diferentes eficiencias para las diferentes galaxias junto a la utilización de los rendimientos de Buell (1997) y Gavilán et al. (2005) es suficiente para reproducir la mayor parte de los datos observados en el plano (N/O)-(O/H) incluyendo la parte plana de la región de baja metalicidad y la dispersión observada. Esta zona está poblada por los modelos de menor masa y con eficiencias de formación estelar menores, modelos que simulan galaxias irregulares de velocidades de rotación tan bajas como 35 km.s^{-1} .

El siguiente paso es comprobar si este tipo de modelos aplicados a galaxias de masa

aún menor es igualmente válido para reproducir los datos de las galaxias enanas. Es decir, estudiar si modelos con formación estelar continua y sin brotes son capaces de reproducir las observaciones de estos objetos en el plano (N/O)-(OH) o si realmente los brotes de formación estelar y las consiguientes pérdidas de masa son necesarias.

1.4.3. Los datos fotométricos: los colores y la edad de las galaxias

En la actualidad hay multitud de datos fotométricos que indican que muchas galaxias enanas, incluyendo las BCD, tienen una población roja subyacente (Cairós et al., 2003; Tolstoy, 2003; van Zee et al., 2004; Thuan & Izotov, 2005), es decir, que son objetos mucho más viejos que lo estimado en un principio, con edades que llegan en algunos casos a algunos miles de millones de años. Estos datos se pueden explicar suponiendo que la historia de la formación estelar no ha ocurrido únicamente en forma de brotes, sino como un proceso continuo de muy baja intensidad. En ese caso es factible explicar a la vez colores rojos, baja metalicidad y altas fracciones de gas. Este escenario invalidaría posibles pérdidas de masa, aunque no podría explicarse el caso de una galaxia roja, con pocos metales y poca fracción de gas. Ante esta situación son muchas las preguntas que surgen: ¿cuál de los dos escenarios, formación en brotes o de forma continua es más probable? ¿Las estrellas de las galaxias de baja masa se forman en brotes, con fases quiescentes entre ellos o por el contrario hay una formación estelar continua, que no constante, durante toda la vida de la galaxia?

1.4.4. La posible existencia de vientos galácticos

Desde el punto de vista observacional, se han hecho esfuerzos para detectar los vientos galácticos, pero son pocos los objetos que podrían ser candidatos a ellos. A pesar de que no se ha podido demostrar con claridad ninguno de ellos, lo que sí se ha detectado son estructuras filamentosas de varios kpc de tamaño que permitirían la estimación de la velocidad de expansión. Para poder resolver esta cuestión es necesario obtener la cinemática del gas de estos filamentos, pero no es un trabajo sencillo. Estas estructuras son de muy bajo brillo superficial, y requieren técnicas espectroscópicas complejas.

Bomans et al. (2007) estudian las posibles ventajas e inconvenientes de las distintas técnicas de observación de este tipo de gas. Para su estudio eligen varias galaxias enanas, ampliamente observadas, que pueden ser las mejores candidatas a mostrar vientos observables; por ejemplo, en NGC 1569 y NGC 1705 se observa que las estructuras de burbuja son más o menos cerradas, lo que puede ser un efecto de presión creado por sus propios halos. En la detección de los filamentos de las galaxias NGC 2366 y NGC 4861 tampoco se aprecian signos que indiquen que las burbujas han sufrido roturas, lo que vuelve a conducir a la existencia de un halo que provoca cierta presión. Más aun, las distintas estructuras de gas que se observan a grandes distancias del disco, en

algunas galaxias, son indicaciones de diferentes morfologías en el halo: hay halos que presentan estructuras de burbujas y envolturas, mientras que otros son más difusos y desestructurados.

Una de las posibilidades que apuntan estos autores es que la historia de la formación estelar es capaz de dejar una impronta en el halo, y que por tanto, la existencia o no de vientos galácticos no depende tanto de la tasa de formación estelar como de la historia en su conjunto.

1.5. Objetivos y estructura de la tesis

Tal y como se viene indicando, la pregunta clave es ¿Son las galaxias enanas capaces de retener su gas tras las explosiones de supernovas sufridas como consecuencia de los procesos de formación estelar? Dicho de otro modo, ¿en qué condiciones las galaxias habrán perdido todo o parte de su gas y en que otras, sin embargo, habrán sido capaces de retenerlo y formar estrellas de manera que hoy día se vean como galaxias normales de menor masa? Esta es la pregunta básica de todo nuestro trabajo, y hacia ella hemos querido dirigir nuestros esfuerzos.

Para responder a esta pregunta se intentará comparar todos los datos observados en los diferentes tipos de galaxias enanas aisladas con las predicciones de modelos realistas para este tipo de galaxias. Los modelos presentados en este trabajo incluyen la evolución química tanto como la fotométrica y están especialmente diseñados para su aplicación a galaxias de baja masa. El modelo ideal tendría que dar respuesta a las incógnitas que los anteriores no han podido resolver, sin perder ningún logro que ya haya sido alcanzado, siendo siempre conscientes de que las situaciones ideales, por el hecho de serlo, no son alcanzables. Los modelos tienen su base en el modelo multifase de evolución química de Ferrini et al. (1992, 1994) que ya ha sido aplicado a un amplio conjunto de galaxias espirales e irregulares con velocidades de rotación de 35 a 450 km.s^{-1} , lo que implica masas galácticas en el intervalo de $8 \times 10^9 M_{\odot}$ a $12 \times 10^{12} M_{\odot}$ y radios ópticos entre 1.3 y 30 kpc. Nuestro objetivo es realizar modelos a partir del extremo inferior, es decir con masas galácticas menores de 8×10^9 .

Un punto de partida indispensable en este proceso es poder contar con un conjunto de rendimientos estelares para un amplio rango de metalidades y masas, que de clara cuenta de la cantidad de elementos que se generan tanto primarios como secundarios. Para ello se han incorporado los rendimientos de estrellas de masa baja e intermedia calculados por J. F. Buell que, como mostraremos, han dado buen resultado en nuestra galaxia (capítulo 3) y también en otros tipos de galaxias (Mollá et al., 2006).

Con ellos, el modelo debe explicar los datos y correlaciones encontrados relativos a:

- La cantidad de gas presente en el momento actual.

- La abundancia de oxígeno a lo largo de toda la evolución.
- La relación (N/O) y la dispersión que presentan las observaciones.
- Las abundancias observadas de otros elementos, como el hierro.
- La relación entre la masa y la luminosidad, en varias bandasfotométricas: B, V, K,...
- La relación entre la masa y la metalicidad.
- Los colores observados.
- La tasa de formación estelar.

De la comparación entre predicciones de modelos y datos, debería poderse inferir cuáles de estos objetos han perdido gas en algún momento de su evolución, cuando ha tenido lugar y qué tipo de pérdida es la que han sufrido. En nuestros modelos no se ha considerado ningún efecto del entorno, como puedan ser mareas, corrientes o interacciones entre pares, de manera que esperamos que los resultados estén más próximos a observaciones de galaxias de campo que a las obtenidas para galaxias dentro del GL. No obstante compararemos con ambos tipos de objetos, para poner de manifiesto las coincidencias y/o diferencias.

En el capítulo 2 de esta tesis se describe en detalle el modelo general de evolución química empleado, que proporciona el marco de desarrollo del específico para galaxias enanas aisladas, así como los nuevos rendimientos de estrellas de masa baja e intermedia.

EL capítulo 3 muestra la aplicación de estos modelos a la vecindad solar y el disco de nuestra galaxia con el fin de evaluar el comportamiento de los rendimientos estelares presentados en el capítulo anterior.

El capítulo 4 presenta los modelos evolutivos para galaxias enanas aisladas así como sus resultados; y por último en el capítulo 5 dichos resultados se comparan con los datos disponibles en la literatura.

Finalmente, en el capítulo 6 se muestra el resumen y las principales conclusiones derivadas de este trabajo.

Capítulo 2

Modelo de Evolución Química

2.1. El escenario para una galaxia espiral

La idea de que el disco se ha formado como captación de gas a lo largo de un tiempo más o menos dilatado viene de antiguo. Desde los trabajos de Larson (1972) y Lynden-Bell (1975), muchos autores (Tinsley, 1980) trabajaron en la idea de acreción de gas no metálico hacia el disco, con el fin de explicar el problema de las enanas-G y de los gradientes observados en nuestra galaxia. Posteriormente Tosi (1982, 1988) propuso una caída de gas metálicamente pobre de forma constante después de la formación del disco, con el objeto de poder explicar la relación edad-metalicidad que se observaba. Estos casos contemplaban un flujo radial de gas desde las partes exteriores del disco, mucho más pobres, hacia las zonas interiores. Pero para poder justificar las abundancias de la vecindad solar, Lacey & Fall (1985) añadieron una captación de gas primordial ajeno a La Galaxia, del orden de 0.1 a $1 \text{ M}_{\odot}/\text{año}$

Después de una época dominada por el escepticismo sobre la acreción de gas por parte del disco, Chiappini et al. (1997) propusieron el modelo de doble caída, en el que el halo de La Galaxia colapsaba de forma rápida, con una escala de tiempo de 1 Giga-año, seguido de una captación suave de gas del exterior de la galaxia, con una escala de tiempo de 8 Giga-años. De esta manera se podían explicar a la vez las propiedades del halo y del disco, como los gradientes o la metalicidad de las estrellas enanas G. Apoyando estas ideas, Boissier & Prantzos (1999) sugirieron que la escala de tiempo de caída de gas podía ser una función dependiente de la distancia al centro de la galaxia.

En la base de este escenario Ferrini et al. (1992) diseñaron un modelo de evolución química, posteriormente actualizado en Mollá & Díaz (2005). Inicialmente, se considera una esrefa de gas primordial (halo) que va cayendo hacia el disco a un determinado ritmo. Dentro del halo se produce una ligera formación estelar, con el fin de reproducir las abundancias que se han observado, así como la existencia de cúmulos viejos de estrellas. Por tanto, se considera La Galaxia como un sistema de dos zonas claramente

diferenciadas: halo y disco, que se dividen en regiones cilíndricas concéntricas. De cada región se calculan las evoluciones temporales de las distintas fases en que se encuentra la materia: gas difuso, gas molecular, estrellas de masa baja e intermedia, estrellas masivas y remanentes. Los rendimientos estelares para las supernovas tipo Ia y Ib son los descritos en Branch & Nomoto (1986) e Iwamoto et al. (1999); y la función inicial de masas es la calculada por Ferrini et al. (1990), similar a la de Kroupa (2001). Para obtener las abundancias de los principales elementos, hemos usado la técnica de la *Matriz Q*, basada en el trabajo de Talbot & Arnett (1973), que describiremos detalladamente en este capítulo.

Como parámetros libres de entrada al modelo usamos la escala de tiempo de caída del gas, o tiempo de colapso y las eficiencias en formación de nubes moleculares y estrellas.

La salida de resultados para cada instante de tiempo y cada región radial, tanto en el halo como en el disco, la podemos agrupar en:

- Resultados referentes a las fases de gas: cantidad de gas difuso y cantidad de gas molecular
- Resultados referentes a la formación estelar: Tasa de formación estelar, masa en estrellas masivas, masa en estrellas enanas y masa en remanentes
- Resultados referentes a la composición química: Abundancias de 15 elementos: ^1H , D , ^3He , ^4He , ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N , ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{40}Ca , ^{56}Fe .

Quisiéramos dejar patente que la tasa de formación estelar no es un parámetro de entrada al modelo, sino una consecuencia de éste, y que dependerá por tanto de los parámetros de tiempo de colapso y eficiencias que hayamos elegido. Por ejemplo, si suponemos una escala de tiempo de caída de gas muy pequeña (esto es, una formación del disco muy rápida) y unas eficiencias muy grandes, la tasa de formación estelar será muy alta, pero para las mismas eficiencias, si el tiempo de colapso es muy largo, al no disponer apenas de gas, la formación estelar será escasa.

A continuación describiremos con detalle las especificaciones del modelo, las ecuaciones y todos los parámetros de entrada.

2.1.1. La distribución inicial de masas

El sistema inicialmente es una esfera de gas primordial que va cayendo hacia un plano ecuatorial, lo que dará lugar al disco. Hay que empezar por definir la distribución radial de masa de la galaxia que se quiere modelar. Para galaxias espirales, ésta se puede calcular a partir de la Curva de Rotación Universal de Persic et al. (1996):

$$V(R) = V(R_{opt}) \left\{ (0.72 + 0.44 \log \lambda) \frac{1.97 x^{1.22}}{(x^2 + 0.61)^{1.43}} + 1.6 e^{-0.4 \lambda} \frac{x^2}{x^2 + 2.25 \lambda^{0.4}} \right\}^{1/2} Kms^{-1} \quad (2.1)$$

Donde R_{opt} es el radio en el que está incluida el 83 % del total de luz integrada

$$R_{opt} = 13(L/L_*^{0.5}) kpc \quad (2.2)$$

Definiendo $x = R/R_{opt}$, la velocidad de rotación para el radio R_{opt} queda de la forma

$$V(R_{opt}) = \frac{200 \lambda^{0.41}}{[0.80 + 0.49 \log \lambda + (0.75 e^{-0.4 \lambda}) / (0.47 + 2.25 \lambda^{0.4})]^{1/2}} kms^{-1} \quad (2.3)$$

Siendo λ el cociente L/L_* , con $L_* = 10^{10.4} L_\odot$, la luminosidad de la Vía Láctea.

Para poder calcular los gradientes de abundancias y gas dentro de una galaxia, se divide ésta en cilindros concéntricos de 1 kpc de anchura, y a través de las curvas de rotación se puede calcular la distribución radial de la masa total, $M(R)$ y la masa de cada cilindro $\Delta M(R)$. Una vez definidas las distribuciones radiales de masa, el modelo calcula de forma separada la evolución de cada elemento cilíndrico del halo y del disco. El valor de la masa total incluye la correspondiente a la materia oscura, a pesar de que no intervenga en la evolución química.

La escala de tiempo de caída del gas, o tiempo de colapso, para cada galaxia en cuestión se obtiene mediante la expresión

$$\tau_c = \tau_{c,MWG} (M_{9gal}/M_{9MWG})^{-1/2} \quad (2.4)$$

Donde el valor de $\tau_{c,MWG}$ se estima entre 4 y 8 Giga-años.

Este valor del tiempo es el que va a controlar la tasa de caída del gas hacia el disco, *f*. τ_c no es un tiempo de caída libre, y depende fundamentalmente de la masa total de la galaxia que se va a modelar. Para la Vía Láctea se estima un valor comprendido entre 4 y 8 Giga-años (Ferrini et al., 1992), y será mayor para galaxias más pequeñas.

Una consecuencia de que el tiempo de colapso sea inversamente proporcional a la masa de la galaxia lleva al hecho de que las galaxias de baja masa tardan más tiempo en formarse, lo que contradice aparentemente el modelo jerárquico estándar de formación de galaxias. No obstante autores como Mollá & Díaz (2005); Boissier & Prantzos (2000) mantienen que esta característica es esencial para poder explicar la variación de determinadas observaciones a lo largo de la Secuencia de Hubble, como pueden ser los colores en los discos o las relaciones magnitud-metalicidad. No obstante, el escenario de formación de las galaxias enanas se discutirá más adelante.

Siguiendo la misma relación entre el tiempo de colapso y la masa de la galaxia, cabe esperar que también varíe con la masa de cada cilindro. Así, es necesario calcular el tiempo de colapso en función del radio galactocéntrico. Si asumimos que la densidad superficial de masa sigue una ley exponencial (tal y como lo hace el brillo), el tiempo de colapso que va a dar lugar a esa estructura también tendrá que seguir una ley exponencial respecto al radio, de manera que aumente con éste.

$$\tau_{coll}(R) = \tau_c \exp((R - R_c)/\lambda_D) \quad (2.5)$$

Donde λ_D es una longitud de escala proporcional a la correspondiente al brillo superficial y R_c es el radio característico en el que se define τ_c según la ecuación 2.4

La dependencia radial de la tasa de caída del gas del halo hacia el disco resulta así una consecuencia de la ley de gravitación y de la distribución de masa de la proto-galaxia. Esta dependencia conduce al hecho de que las partes interiores de la galaxia se formen antes y se produzcan los gradientes de abundancias que se observan (Portinari & Chiosi, 1999).

2.1.2. La tasa de formación estelar

Una de las ventajas de este modelo es que trata de forma realista la formación estelar. En lugar de suponer una formación estelar dependiente únicamente de la densidad superficial de gas, basada en una ley de Schmidt, asume dicha formación en dos etapas: primero la formación de nubes de gas molecular y posteriormente la transformación de las nubes en estrellas. Esto permite el cálculo de las dos fases de gas presentes en el medio interestelar, a la vez que ralentiza el proceso de formación estelar.

De cada región del disco y del halo se obtienen las componentes por separado de gas difuso, nubes de gas molecular, estrellas de baja masa, estrellas masivas y remanentes. La separación entre estrellas de baja masa y estrellas masivas la situamos en $4 M_\odot$ por dos cuestiones distintas: la primera es relativa a la nucleosíntesis debido a que las estrellas de masa menor que $4 M_\odot$ solamente producen elementos ligeros; y la segunda es relativa a la interacción con las nubes moleculares, que sólo se lleva a cabo por estrellas masivas.

Si definimos las cantidades

- g=Masa de gas
- c=Masa de nubes
- s=Masa de estrellas
- r=Masa de remanentes

El sistema de ecuaciones que rige el modelo, tal y como se describe en Ferrini et al. (1994) resulta ser:

$$\frac{ds_{1H}}{dt} = K_1 g_H^n - D_{1H} \quad (2.6)$$

$$\frac{ds_{2H}}{dt} = K_2 g_H^n - D_{2H} \quad (2.7)$$

$$\frac{dg_H}{dt} = -(K_1 + K_2) g_H^n - f g_H + W_H \quad (2.8)$$

$$\frac{ds_{1D}}{dt} = H_1 c_D^2 + a_{1D} s_{2D} - D_{1D} \quad (2.9)$$

$$\frac{ds_{2D}}{dt} = H_2 c_D^2 + a_{2D} s_{2D} - D_{2D} \quad (2.10)$$

$$\frac{dg_D}{dt} = -\mu g_D^n + a' c_D s_{2D} + H' c_D^2 + f g_H + W_D \quad (2.11)$$

$$\frac{dc_D}{dt} = \mu g_D^n - (a_1 + a_2 + a') c_D s_{2D} - (H_1 + H_2 + H') c_D^2 \quad (2.12)$$

$$\frac{dr_H}{dt} = D_{1H} + D_{2H} - W_H \quad (2.13)$$

$$\frac{dr_D}{dt} = D_{1D} + D_{2D} - W_D \quad (2.14)$$

$$\frac{X_{iH}}{dt} = \frac{(W_{iH} - X_{iH} W_H)}{g_H} \quad (2.15)$$

$$\frac{X_{iD}}{dt} = \frac{[W_{iD} - X_{iD} W_D + f g_H (X_{iH} - X_{iD})]}{g_D + c_D} \quad (2.16)$$

El rango total de masas considerado está comprendido entre $0.1 M_\odot$ y $100 M_\odot$. Los subíndices H y D se corresponden con cantidades calculadas para el halo y para el disco respectivamente, s_1 se refiere a estrellas de baja masa, y s_2 a las masivas. X_i son las fracciones de masa de los elementos que trata el modelo: ^1H , D , ^3He , ^4He , ^{12}C , ^{16}O , ^{14}N , ^{13}C , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{40}Ca , ^{56}Fe , y los isótopos ricos en neutrones provenientes del ^{12}C , ^{16}O , ^{14}N y del ^{13}C . Los coeficientes de las ecuaciones y los procesos que controlan son:

1. Formación estelar por fragmentación espontánea de gas en el halo: $K_{1,2} g_D^n$. En este estudio se ha tomado $n = 1,5$
2. Formación de nubes en el disco a partir de gas difuso: μg_D^n con $n = 1,5$
3. Formación estelar en el disco por colisiones entre nubes de gas molecular: $H_{1,2} c_D^2$
4. Restitución de gas difuso por colisiones entre nubes en el disco: $H' c_D^2$
5. Formación estelar inducida en el disco por la interacción entre nubes de gas y estrellas masivas: $a_{1,2} c_D s_{2D}$

6. Restitución de gas difuso por la formación estelar inducida en el disco: $a'c_D s_{2D}$
7. Formación del disco por acumulación de gas difuso procedente del halo: fg_H

Aunque el número de parámetros es muy alto no todos son realmente parámetros libres. Por ejemplo, la tasa de caída de gas del halo al disco: f , está definida por el valor inverso del tiempo de colapso; y los parámetros $K_{1,2}$, $H_{1,2}$ y $a_{1,2}$ se estiman para cada región radial a partir de las ecuaciones de Ferrini et al. (1992):

$$\Psi_H(t) = (K_1 + K_2)g_H^{1.5} \quad (2.17)$$

$$\Psi_D(t) = (H_1 + H_2)c_D^2 + (a_1 + a_2)c_D s_{2D} \quad (2.18)$$

El resultado del ajuste de todos estos parámetros van a ser factores de proporcionalidad o eficiencias: la probabilidad de formación de nubes, ϵ_μ ; la probabilidad de colisión entre nubes, ϵ_H ; la probabilidad de interacción de nubes con estrellas masivas dentro del disco; ϵ_a ; y por último, la probabilidad de formación de estrellas dentro del halo, ϵ_k .

El término ϵ_a describe un proceso exclusivamente local, por lo que no depende de la zona radial en que se encuentre, y va a tomar un valor constante. También se asigna un valor constante a la formación de estrellas dentro del halo, porque se estima que todos los halos van a tener la misma probabilidad de formar estrellas por unidad de volumen, al margen del tipo morfológico de la galaxia en cuestión. Así pues, el conjunto de parámetros libres queda reducido a tres valores: El tiempo de colapso, τ - que depende de la masa total del sistema-, la eficiencia en la formación de nubes, ϵ_μ y la eficiencia en la colisión entre nubes, ϵ_H ; éstas dos últimas, con valores comprendidos entre 0 y 1.

Los distintos valores que pueden tomar ϵ_μ y ϵ_H son los que van a dar respuesta al hecho de que existan galaxias de masas similares con tipos morfológicos distintos (y consecuentemente formaciones estelares distintas). Es un hecho que la estructura de las galaxias no está exclusivamente regulada por su potencial gravitatorio, o lo que es lo mismo, por el valor total de su masa.

2.1.3. La eyección de elementos

La restitución de materia al medio interestelar queda descrita por los términos: $D_{1,2;H,D}(t)$ y $W_{i;H,D}(t)$. El primero corresponde a la tasa de estrellas que mueren en un tiempo t de cada clase de estrellas y en cada zona, es decir, la fracción de masa total que abandona la forma estelar en el tiempo t . El segundo es la fracción de masa, en forma de elemento i , que las estrellas que han muerto en el tiempo t han devuelto al medio interestelar. Por tanto, la masa total sumada a todas las especies será $W_{H,D}(t) = \sum_i W_{i;H,D}(t)$.

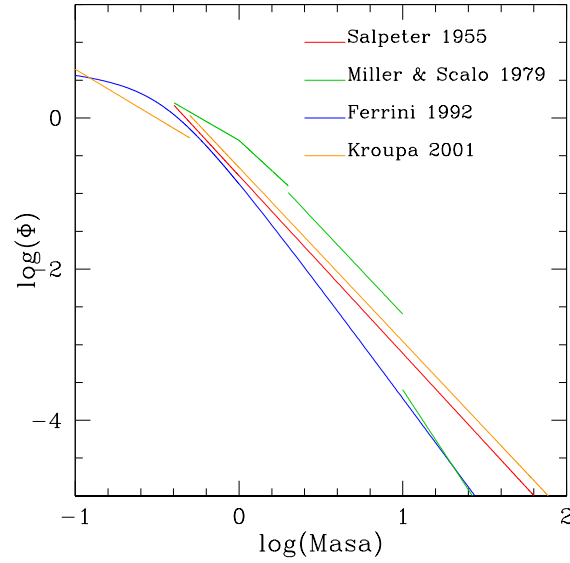


Figura 2.1: La Función Inicial de Masas (FIM) según distintos autores. A lo largo de todo este trabajo usaremos la definida por Ferrini et al. (1992), que presenta una pendiente ligeramente mayor para estrellas masivas que la de Salpeter, y además está definida para estrellas hasta $0.1M_{\odot}$.

El gas enriquecido va a proceder de las estrellas que lo eyectan, bien en forma de vientos o bien en el momento de morir, ya sea en forma lenta o en forma de supernovas tipo I y II. La estimación de este enriquecimiento se calcula a través de la función inicial de masas (de aquí en adelante FIM), y a través de la matriz de producción, Q . La FIM que adoptamos es la calculada por Ferrini et al. (1992)

$$\Phi(m) = \frac{2.0865 \cdot 10^{\sqrt{0.73 + \log m(1.92 + 2.07 \log m)}}}{m^{1.52}} \quad (2.19)$$

En la Fig. 2.1 hemos representado las tres Funciones Iniciales de Masas más difundidas. La idea original partió de Salpeter (1955), que la definió como una simple ley de potencias, desde $M = 0.4M_{\odot}$ hasta $M=10M_{\odot}$, dejando explícita la duda sobre el ajuste para masas mayores. Posteriormente Miller & Scalo (1979) la definieron en tramos de masas, con una pendiente diferente para cada tramo, llegando hasta $M=50M_{\odot}$. Kroupa (2001) siguió en la idea de la ley de potencias, definiendo los tramos en intervalos diferente y reajustando los exponentes.

La versión de Ferrini et al. (1992) es una función analítica, para el tramo comprendido entre 0.1 y $100 M_{\odot}$, que presenta una pendiente menor en la zona de estrellas enanas, para ajustarse luego prácticamente a una ley de potencias.

La **matriz Q** se utiliza para conocer qué fracción de masa m de una estrella vuelve al medio interestelar en forma de elemento i . Para su obtención es necesario conocer los

rendimientos estelares de cada estrella de una masa y una metalicidad determinada, y los valores de las eyecciones de metales al medio interestelar. Ambos conceptos los describiremos a continuación.

2.2. Rendimientos Estelares

Llamamos *rendimiento estelar* de un elemento a la cantidad de ese elemento que ha sido generado por una estrella y eyectado al medio interestelar. El tipo de elementos que se producen dentro de una estrellas así como su proporción dependen críticamente de dos factores: la masa inicial y la metalicidad (ver Anexo A para cuestiones de evolución estelar) . Por esta razón, el estudio de los rendimientos se hace de forma separada para estrellas de masa baja e intermedia y para estrellas masivas; y dentro de cada caso, se calculan en función de la metalicidad original.

A lo largo de la historia reciente han sido muchos los esfuerzos que se han hecho para conocer con precisión el valor de los rendimientos estelares de cada uno de los dos grupos de masas.

2.2.1. Rendimientos de estrellas masivas

Para estrellas masivas, el trabajo clásico por excelencia, además del más difundido, es el de Woosley & Weaver (1995), aunque los de Portinari et al. (1998); Meynet & Maeder (2002); Dray et al. (2003); Maeder et al. (2005) han sido ampliamente utilizados. Woosley & Weaver (1995) calculan los rendimientos de los elementos más ligeros que el germanio, para estrellas de masas entre 11 y 40 M_{\odot} , y metalicidades entre $Z=0$ y $Z=Z_{\odot}$. Tienen en cuenta la nucleosíntesis explosiva, y no consideran las estrellas de masas entre 8 y 11 M_{\odot} porque consideran que estas estrellas cuando mueren tienen unas capas muy delgadas de elementos pesados y su contribución a la producción metálica es muy pequeña. Tampoco incluyen estrellas mayores de 40 M_{\odot} porque las consideran objetos muy escasos.

La técnica que usan se basa en simular explosiones en estrellas en fase de pre-súpernova y estudiar su propagación de forma unidimensional. Para esto dividen la estrella pre-súpernova en zonas y calculan las reacciones nucleares que tiene lugar durante la onda expansiva en cada zona. Cada estrella explota en un determinado punto de detonación, del que depende la energía cinética final, que estiman como típicamente 1.2×10^{51} erg. La elección de la ubicación de este punto es una de las elecciones críticas que hay que hacer a la hora de desarrollar el modelo. Como resultado final obtienen la masa del objeto colapsado, que para estrellas masivas es mayor de lo esperado en un principio, debido al efecto de la re-implosión de elementos pesados (materia que vuelve a caer al núcleo después de haber explotado). Este fenómeno tiene una consecuencia

inmediata, y es que los rendimientos de elementos pesados de estrellas muy masivas ($M > 30M_{\odot}$) tiene un valor menor de lo esperado, toda vez que su remanente es mayor de lo que se creía inicialmente. Así mismo concluyen que la masa final colapsada depende de la metalicidad, de manera que estrellas menos metálicas producen objetos colapsados de mayor masa, porque son estrellas más compactas y sufren menos pérdidas de masa por vientos

La aportación fundamental del trabajo de Portinari et al. (1998) es el cálculo de las eyecciones para estrellas masivas de distintas metalicidades teniendo en cuenta, en los modelos de evolución estelar, la pérdida de masa por vientos y el *overshooting* convectivo, incluyendo el efecto de la composición inicial de la estrella. Sus cálculos están basados en las trazas evolutivas del grupo de Padua, que abarca un amplio espectro de masas y de metalicidades. En su estudio distinguen tres tramos de intervalos de masa: desde 6 a 9 M_{\odot} ; de 9 a 120 M_{\odot} y de 120 M_{\odot} en adelante. Esta distinción la hacen porque las estrellas entre 6 y 9 M_{\odot} prácticamente no pierden masa por vientos, mientras que en las estrellas entre 9 y 120 M_{\odot} la pérdida es enorme. De hecho la dependencia de la pérdida de masa con la metalicidad, en estos modelos, es mucho mayor de lo que hasta el momento se había estimado. Así, para metalicidad solar, una estrella que comienza su secuencia principal con 100 M_{\odot} llega al punto de explosión solamente con 7,16 M_{\odot} , mientras que si su metalicidad es 50 veces menor, su masa final puede alcanzar más de 55 M_{\odot} .

2.2.2. Rendimientos de estrellas de masa baja e intermedia

Para estrellas de masa baja e intermedia el trabajo de Renzini & Voli (1981) ha sido un clásico, y un punto de partida para los posteriores. En la actualidad podríamos citar ejemplos como Marigo et al. (1996); van den Hoek & Groenewegen (1997); Marigo (2001); Ventura et al. (2002); Meynet & Maeder (2002); Dray et al. (2003). A estos ejemplos hay que sumar el de Buell (1997) que ha sido crucial para este trabajo. Los rendimientos calculados por Buell no habían sido verificados anteriormente, y sin embargo han sido obtenidos con bastante detalle, atendiendo a las peculiaridades de las estrellas de masa baja e intermedia durante la etapa de pulsos térmicos (Henry et al., 1998). Uno de los aspectos de este trabajo es que el cálculo se efectúa para un amplio espectro de metalicidades y masas, por lo que resulta muy útil a la hora de incorporarlo a modelos de evolución química. En este trabajo hemos usado una actualización de estos rendimientos, que hemos estudiado exhaustivamente, como paso previo para la calibración del modelo para la Vía Láctea.

El primer paso necesario para su evaluación es la comparación con los rendimientos de otros autores a través de su comportamiento en un modelo de evolución química. Debido a la abundancia de trabajos a este respecto, y en aras de una mayor claridad, hemos elegido para el estudio comparativo los de van den Hoek & Groenewegen (1997) y los de Marigo (2001) por ser los más difundidos, a pesar de su aparente antigüedad.

van den Hoek & Groenewegen (1997) calculan los rendimientos teóricos para H, ^4He , ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N y ^{16}O para estrellas con masas comprendidas entre 0.8 y 8 M_{\odot} , y valores de la metalicidad $Z = 0.001, 0.004, 0.008, 0.02$, y 0.04. Utilizan las trazas evolutivas del grupo de Ginebra hasta la etapa pre-AGB. A partir de este punto aplican un modelo sintético de evolución de la fase de pulsos térmicos (TP-AGB) para poder seguir con detalle la pérdida de masa y la evolución química hasta el final de la rama asintótica.

Marigo (2001) ha utilizado las trazas evolutivas del grupo de Padua desde la fase de secuencia principal hasta el final de la fase AGB. Las diferencias con el trabajo de van den Hoek & Groenewegen (1997) son debidas al diferente tratamiento de la convección en los bordes de las capas interiores, la pérdida de masa, los fenómenos de dragado y el HBB.

2.2.3. Rendimientos de Buell para estrellas de masa baja e intermedia

Los rendimientos estelares de Buell (1997) (en adelante, BU) han sido calculados para metalicidades: $\log(Z/z_{\text{sun}}) = -0.2, -0.1, 0.0, +0.1$, y $+0.2$, o lo que es lo mismo, para valores de $Z = 0.0126, 0.0159, 0.02, 0.025$, y 0.0317 , y para masas estelares comprendidas entre 0.8 y 8 M_{\odot} . La tabla completa de valores se presenta en el Anexo B, aunque debido a su importancia, los resultados para los elementos ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N y ^{16}O los hemos representado en la Fig. 2.2

Tal y como se ve en la figura, el rendimiento de carbono es aproximadamente cero para estrellas de muy baja masa, que no sufren episodios de tercer dragado. Cuando decrece la metalicidad, la producción de carbono comienza a darse en estrellas de masa menor, porque los eventos de tercer dragado (ver Anexo A para cuestiones de evolución estelar) tienen lugar en estrellas menores para menores metalicidades. La caída abrupta en el rendimiento se produce para estrellas cuya masa es suficiente como para llevar a cabo el HBB, de forma que el carbono de la envoltura se transforma en nitrógeno, y por tanto disminuye. El rendimiento de ^{14}N tiene un máximo local entre 3.5 y 5 M_{\odot} , a continuación decrece ligeramente para crecer después en función de la masa estelar. La mayor producción de nitrógeno se debe principalmente a las estrellas intermedias porque los fenómenos de segundo dragado y HBB sólo tienen lugar para estrellas con masas comprendidas entre 3.5 y 8 M_{\odot} . El nitrógeno generado por valores de masas menores es debido a los fenómenos de primer dragado.

El proceso de HBB produce luminosidades más altas, radios más grandes y la tasa de pérdida de masa es mayor que en el caso de estrellas que no sufren dicho proceso. Como consecuencia directa de esto, las estrellas que llevan a cabo el HBB tienen menor tiempo de vida en la etapa TP-AGB, y por tanto menor número de fenómenos de tercer dragado, por lo que no transportan tanto carbono hacia la superficie que posteriormente pueda convertirse en nitrógeno primario. El máximo local entre 3.5 y 5 M_{\odot} se presenta donde comienza la producción de nitrógeno por el HBB. Las estrellas con

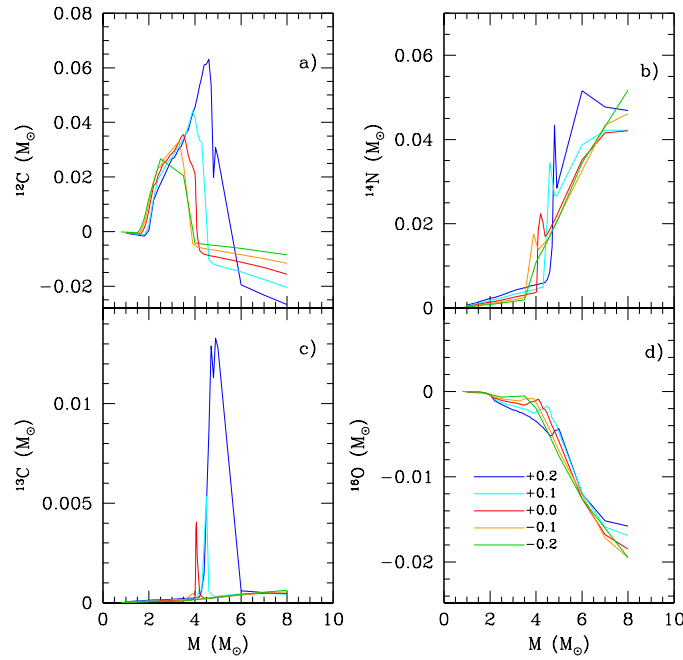


Figura 2.2: Rendimientos totales para ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N and ^{16}O producidos por estrellas de masa baja o intermedia para diferentes metalicidades, siguiendo el valor marcado en el panel d), expresadas como $\log(Z/Z_{\odot})$

masas menores de este máximo presentan vidas hasta 10 veces mayores que aquellas que están por encima del máximo. El rendimiento del ^{13}C tiene un máximo en torno a $\sim 4\text{--}5 M_{\odot}$ a pesar de que este elemento se produce en cantidades bajas para estrellas de masas mayores que 5 o 6 M_{\odot} , y generalmente de forma primaria. Para el ^{16}O el rendimiento es negativo para todas las estrellas de masa baja e intermedia.

Hemos comparado estos rendimientos con los publicados por van den Hoek & Groenewegen (1997, en adelante VG) y por Marigo (2001, en adelante MA) para poner de manifiesto las diferencias entre estos tres conjuntos y analizar sus comportamientos en el modelo de evolución química. Los rendimientos de BU han sido calculados para cinco valores de la metalicidad, como se ha indicado previamente; los de MA están calculados para valores de $Z = 0.004$, 0.008 y 0.02 , y los de VG tienen los mismos valores que los de MA además de $Z = 0.001$ y 0.04 . Por su importancia histórica, también hemos incluido los de Renzini & Voli (1981, en adelante RV). Los obtenidos por Ventura et al. (2002, en adelante VE), y por Dray et al. (2003, en adelante DR) los presentamos en la misma figura, como comparación, a pesar de que no los hemos incluido en el cálculo del modelo de evolución química. El motivo es que estos dos últimos se basan en técnicas muy precisas de evolución estelar, por lo que los intervalos de masa y metalicidad en los que se han calculado dichos rendimientos no son lo suficientemente amplios.

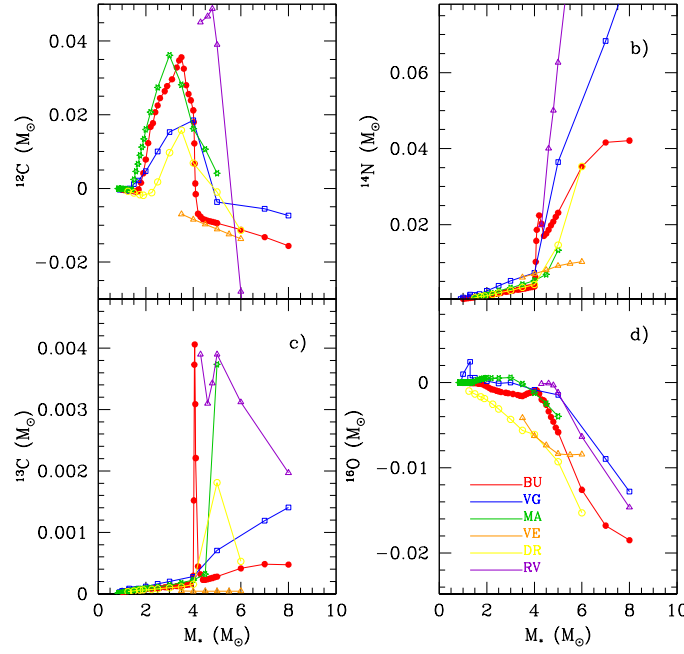


Figura 2.3: Rendimientos de ^{12}C , ^{13}C , ^{14}N y ^{16}O para metalicidad solar. La identificación de cada autor o autores viene dada en el panel d)

En la Fig. 2.3 presentamos los rendimientos de todos estos autores para la metalicidad solar. En el panel referente al ^{12}C se pone de manifiesto que los rendimientos de RV (modelo con $\alpha = 1.50$ y $\eta = 0.33$ de su tabla 3d) tienen una sobreproducción de carbono. Los rendimientos de MA (modelos con $\alpha = 2$) son similares a los de BU, con la salvedad de que se obtienen solamente para estrellas hasta $5 M_{\odot}$, por lo que se detienen en los valores a partir de los cuales los rendimientos de BU comienzan a ser negativos. El efecto final es que los rendimientos de MA, cuando se integran a lo largo de todos los valores de masas estelares, producen valores más altos. Los valores de VG (modelo estándar recomendado por los autores: abundancia solar, $\eta_{AGB} = 4$ y $m_{HBB} = 0.8 M_{\odot}$) son menores para masas $M \leq 4 M_{\odot}$, pero son mayores para $M \geq 4 M_{\odot}$, cuando los rendimientos de BU se vuelven negativos.

El conjunto de DR muestra un comportamiento similar a BU, MA y VG, con un máximo pronunciado aproximadamente en $3 M_{\odot}$ para el ^{12}C a pesar de que el valor es algo más pequeño que el obtenido por BU y MA. Por su parte, VE sólo da valores para masas mayores de $3.5 M_{\odot}$, aunque su comportamiento para valores posteriores a $4 M_{\odot}$ son similares a los de BU, con valores negativos y decrecientes conforme aumenta la masa.

Las masas que tienen estos valores negativos coinciden con la mayor producción de

nitrógeno. De nuevo, los rendimientos de RV presentan un valor exageradamente alto para el ^{14}N , porque en sus cálculos mantienen el HBB durante un tiempo muy largo. En los modelos de BU, con temperaturas más altas que los de RV, la duración del HBB es aproximadamente una décima parte, y la consecuencia es que BU transforma menos oxígeno en nitrógeno. Los rendimientos de VE son los únicos que no manifiestan la subida para masas $M < 4M_{\odot}$, mientras que el comportamiento de MA y DR sigue una tendencia similar, aumentando la pendiente a partir de $4 M_{\odot}$, aunque no llegan a formar el máximo que se aprecia en los rendimientos de BU. Una posible explicación es que los autores han calculado sus modelos para unos intervalos de masa suficientemente anchos como para que el máximo pudiera estar entre dos valores consecutivos de la masa.

En esta figura se muestran los rendimientos totales de los elementos, aunque en el caso del nitrógeno es importante conocer qué proporción de primario y secundario se genera. Este tema es complejo y requiere una sección aparte, por lo que lo discutiremos más adelante.

En el caso del ^{13}C las diferencias entre los distintos autores es menor: RV, BU, MA e incluso DR muestran un máximo en torno a masa entre 4 y $5 M_{\odot}$, mientras que los resultados de VG y VE son pequeños y sin máximo. Por último, para el ^{16}O todos los autores presentan valores negativos a partir de $4 M_{\odot}$, como cabe esperar debido a la producción de nitrógeno en el ciclo CNO.

Quisiéramos poner de manifiesto que el que los máximos no aparezcan en algunos autores y sí lo hagan en el conjunto de BU, puede ser debido a que sus intervalos de masas son mayores, por lo que el comportamiento que tienen las estrellas entre 4 y $5 M_{\odot}$ puede pasar desapercibido. En las gráficas, sólo hemos podido interpolar entre los valores que se han publicado, de forma que si hubiera un máximo entre los dos extremos de la interpolación, se habría perdido. La consecuencia posterior es que los rendimientos integrados a lo largo de la FIM podrían aportar valores distintos a los reales.

Todas estas diferencias se manifestarán a la hora de calcular la evolución química de una galaxia, como veremos más adelante. Sí quisiéramos remarcar que las discrepancias entre los rendimientos de BU y el resto de autores son mínimas para los conjuntos calculados últimamente con técnicas más sofisticadas, en los valores de masas que los autores proporcionan. La ventaja que aportan los rendimientos de BU es que, al ser su cálculo un proceso más sencillo, se puede obtener un espectro muy amplio de masas y metalicidades, en el que aparecen las peculiaridades de todas las masas a lo largo de toda la evolución estelar.

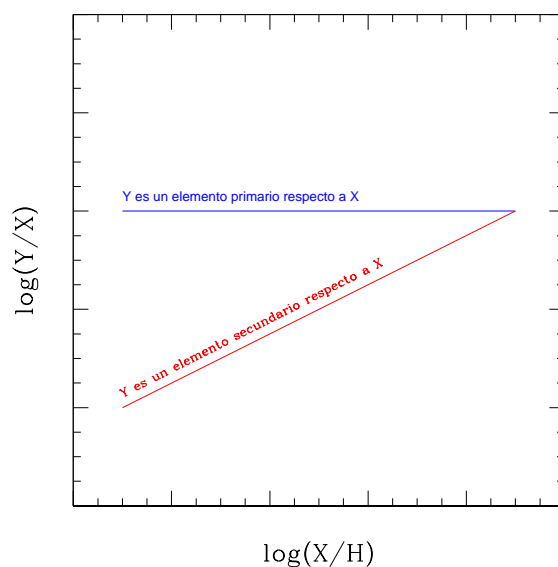


Figura 2.4: Representación esquemática de la diferencia de abundancia relativa (X/Y) entre un elemento primario y otro secundario

Elementos primarios y secundarios

Durante el proceso de generación de elementos se pueden emplear elementos progenitores que hayan sido generados por la estrella en procesos previos, o bien que estén presentes en la estrella desde su origen, debido a su metalicidad inicial. Por este origen, los elementos generados pueden ser de dos tipos: *primarios* y *secundarios*:

- Un elemento es primario si se produce como síntesis directa del hidrógeno, aunque se haya pasado por elementos intermedios, por lo que su producción no depende de la concentración inicial de otros elementos ("semillas")
- Un elemento es secundario si su producción depende de la existencia de una *semilla* de un elemento distinto al hidrógeno en la concentración inicial, de forma que cuánto mayor sea la concentración de la *semilla* mayor será la producción del elemento en cuestión.

Como consecuencia directa de estas definiciones se deduce que si un elemento es primario, su evolución no depende de ningún componente original de la estrella, de forma que si se representa la abundancia relativa de este elemento frente a la metalicidad, la gráfica ha de mostrar pendiente plana. En caso contrario, si el elemento es secundario, la pendiente será positiva, porque su abundancia será mayor cuanto mayor sea la abundancia de la semilla. En la Fig. 2.4 se representa de forma esquemática ambos casos.

Aparentemente distinguir un elemento primario de uno secundario es muy sencillo, pero por desgracia pueden producirse efectos que hacen que se confundan uno y otro. Un elemento puede ser primario y tener un comportamiento secundario: Se sabe que las estrellas tienen una producción de elementos que cambia con la metalicidad. Por ejemplo, las estrellas de mayor metalicidad tienen sus procesos evolutivos más acentuados: pierden más masa por vientos, sintetizan más carbono y menos oxígeno y viven menos. Por eso, cuando la abundancia del medio interestelar aumenta y se generan estrellas más metálicas, la producción de carbono por unidad de masa estelar aumenta y esto se refleja en la gráfica de abundancia relativa (similar a la Fig. 2.4) con pendiente positiva: a mayor valor de la metalicidad mayor valor de la abundancia de carbono. Es decir, presenta un comportamiento secundario sin que su generación dependa de ninguna *semilla*.

También podemos tener el caso contrario: elementos secundarios que presentan una gráfica de pendiente casi nula. Este caso se da cuando la producción secundaria se debe a estrellas de masa intermedia, que eyectan materia al medio interestelar con un cierto retraso, debido a que evolucionan más lentamente que las más masivas. Al hacer una producción progresiva y retrasada se puede conseguir una gráfica de abundancias relativas de pendiente prácticamente cero. (Skillman et al., 1997; van Zee et al., 1998a; Pilyugin et al., 2003; Tosi, 2007)

El aspecto diferencial más importante de los rendimientos de BU está en el cálculo que hace de las componentes primaria y secundaria del nitrógeno. Con objeto de compararlas con otros autores, hemos elegido los rendimientos de VG y MA exclusivamente, dejando a parte los de DR y VE, que dan de forma conjunta ambas componentes. En la Fig. 2.5 presentamos la fracción de nitrógeno primario (NP) para los tres conjuntos de datos. En el panel a) se muestra la proporción de NP para abundancia solar; en el panel b, c y d se presentan los autores de forma separada, comparando sus propios datos entre metalicidad solar y subsolar. Todos ellos tienen un comportamiento similar, con un máximo para masas solares entre 3.5 y 4 M_{\odot} , y con valores más altos para metalicidades más bajas.

Llegado a este punto debemos aclarar ciertos aspectos sobre las componentes del nitrógeno. La única diferencia entre el nitrógeno primario y secundario (NP y NS) estriba en el origen del átomo de carbono que lo va a generar. Aunque la idea es aparentemente clara, no resulta fácil separar el cálculo de ambas componentes, y de hecho los modelos de VG no lo hacen. Estos autores, no obstante, dan sus datos para cada fase de la evolución estelar, por lo que si consideramos que todo el nitrógeno generado durante la etapa AGB es primario, cerca del 90 % de todo el nitrógeno eyectado va a ser NP. Esto se asume generalmente cuando se usan estos rendimientos por otros autores, a pesar de que lleva a una sobreproducción de NP. Esta hipótesis la llamaremos *técnica AGB*.

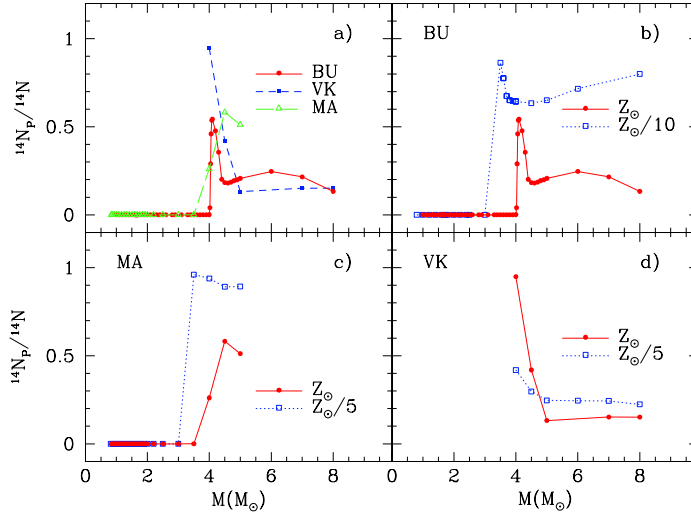


Figura 2.5: Fracción de NP respecto al nitrógeno total para los diferentes autores: BU, VG y MA. En el panel a) se muestra la comparación de los tres conjuntos para el valor solar de la metalicidad. En los paneles b), c), y d) se representan los datos de cada autor para dos valores de la metalicidad: subsolar y solar.

Volviendo de nuevo a la definición: NS procede de la combustión de carbono que estaba inicialmente en la estrella. Si una fracción de este carbono se quema en la fase AGB dará lugar a NS, porque no todo el ^{12}C que estaba originalmente en la estrella se quema antes de la fase AGB. Tomaremos como ejemplo una estrella de $4 M_{\odot}$ y abundancia solar: su composición inicial de ^{12}C será:

$$X(^{12}\text{C}) = 0.28 \times 10^{-2}$$

por lo que la masa inicial de ^{12}C será:

$$m(^{12}\text{C}) = 4M_{\odot}X(^{12}\text{C}) = 1.12 \times 10^{-2}M_{\odot}$$

El rendimiento previo a la fase AGB de ^{12}C (según la tabla 17, abundancia solar, $\eta_{\text{AGB}} = 4$ y $m_{\text{HBB}} = 0.8 M_{\odot}$), es

$$y^{12}\text{C}_{\text{pre}} = 0.300 \times 10^{-4}$$

de manera que la masa de este elemento presente en la estrella antes de empezar la fase AGB es:

$$M(^{12}\text{C}) = y^{12}\text{C}_{\text{pre}}M_{\text{ini}} + M_{\text{fin}}X(^{12}\text{C}) \quad (2.20)$$

donde M_{fin} es la masa de la estrella al final de la etapa previa a la AGB: $3.95 M_{\odot}$. Por tanto hay una masa aproximada de $1.118 \times 10^{-2} M_{\odot}$ de ^{12}C , del cual

$$M_{\text{fin}}X(^{12}\text{C}) \approx 1.102 \times 10^{-2}M_{\odot}$$

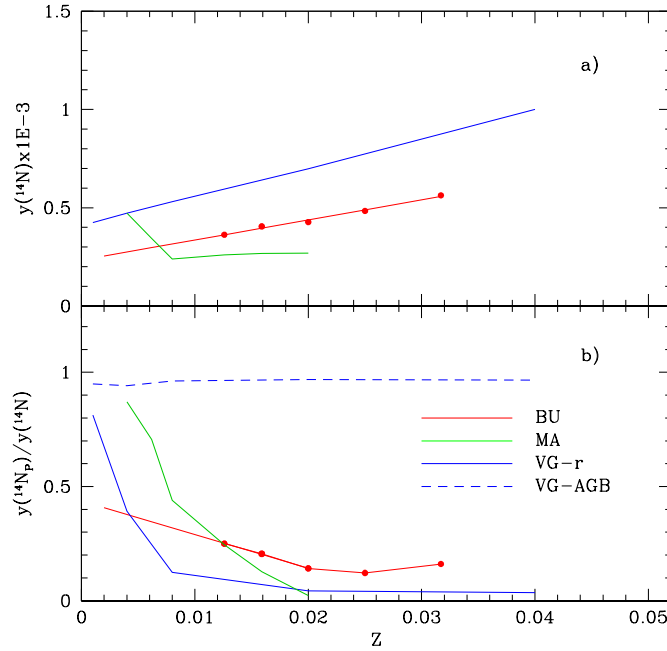


Figura 2.6: En el panel a) se representa la dependencia de los rendimientos integrados de ^{14}N producidos por estrellas de masa baja e intermedia, para los tres conjuntos de rendimientos tratados. b) Cociente entre ^{14}N primario y ^{14}N total. Hemos representado las dos posibles técnicas de cálculo para obtener la componente primaria en el caso de VG: con línea continua, el método r y con línea discontinua el método AGB.

corresponde a carbono original. Esto implica que queda parte del carbono inicial para formar nitrógeno, por lo que efectivamente habrá una componente de NS generada durante la fase AGB. Para poder calcular esta componente, definimos la fracción $r = \text{NS}/^{14}\text{N}$. Teniendo en cuenta que NS requiere carbono original como semilla, podemos asumir que r es igual a la fracción entre el carbono original y la totalidad de carbono

$$r \equiv \frac{\text{NS}}{^{14}\text{N}} = \frac{^{12}\text{C}_{\text{viejo}}}{^{12}\text{C}_{\text{viejo}} + ^{12}\text{C}_{\text{nuevo}}} \quad (2.21)$$

Este método de cálculo (que en adelante llamaremos *método r*) solamente se puede aplicar a estrellas que sufran HBB y produzcan NP, es decir, aquellas cuya masa del núcleo antes de la fase HBB sea mayor de $0.8 M_{\odot}$, generalmente, estrellas con $M > 3.5\text{-}4 M_{\odot}$. De otra forma, todo el nitrógeno formado en la fase AGB será secundario. El NP que se muestra en la Fig. 2.5, para los rendimientos de VG, se ha calculado de esta manera.

Hemos calculado el valor de los rendimientos integrados correspondientes a una población estelar simple, para el ^{14}N en función de la metalicidad. Los hemos comparado con los de MA y VG con las dos técnicas: AGB y r , y se presentan en la Fig. 2.6. En el panel a) se muestra el valor del rendimiento de nitrógeno total, mientras que en el b)

aparece el cociente $\text{NP}/^{14}\text{N}$. En el caso del nitrógeno total, los valores obtenidos con los rendimientos de BU están entre medias de los otros dos autores, y todos ellos manifiestan una dependencia positiva con la metalicidad, mientras que la dependencia del cociente $\text{NP}/^{14}\text{N}$ es inversa, como debe ser (esto es, la componente secundaria aumenta con la metalicidad). Esto se explica fácilmente: las estrellas de baja metalicidad tienen radios menores y requieren más tiempo para alcanzar supervientos, por lo que disponen de más tiempo para llevar a cabo terceros dragados que las estrellas de metalicidad solar. Consecuentemente, tienen más ^{12}C de nueva generación en sus envolturas y pueden producir más NP, a la par que tienen menos ^{12}C original disponible para fabricar NS. Para el caso VG con la técnica r , el valor del cociente es prácticamente constante cuando la metalicidad pasa de un valor de 0.01, aumentando drásticamente para valores menores. Si se calcula con la técnica AGB los resultados son claramente exagerados, tal y como se ve en la figura. Estos resultados pueden indicar que el nitrógeno primario aparece en el medio interestelar en diferente escala de tiempo, dependiendo del valor de Z .

2.3. Rendimientos de hierro: Tasas de Supernovas tipo I

Uno de los elementos que se usan para la comparación de abundancias e índices de metalicidad es el hierro, por lo que la abundancia de este elemento ha de estar calculada con la mayor precisión posible. En caso contrario, las conclusiones sobre las abundancias de los elementos comparados con él serían claramente inciertas.

La principal fuente de producción de hierro está en las explosiones de estrellas supernovas de tipo Ia (SNIa), y para conocer la cantidad total de hierro generado y expulsado es preciso conocer cuánto hierro se origina en cada SNIa y qué cantidad de SNIa se producen para una determinada masa en estrellas, o lo que es lo mismo, la tasa de SNIa.

La primera de las cuestiones la hemos resuelto tomando los rendimientos para SNIa calculados por Iwamoto et al. (1999) y Branch & Nomoto (1986), que son comúnmente aceptados. Los distintos métodos para calcular las tasas de SNIa muestran, sin embargo diferencias mayores de lo que sería deseable. Nosotros hemos usado tres métodos distintos: el más clásico (Matteucci & Greggio, 1986; Ferrini & Poggianti, 1993), el calculado por Tornambe (1989), y el más reciente de Ruiz-Lapuente et al. (2000), que en adelante nombraremos como MAT, TOR y RL respectivamente.

Los primeros calculan la tasa de SNIa solamente a través de la FIM. El método está claramente descrito en sus trabajos, y someramente se podría explicar de la siguiente forma: una proporción de las masas estelares dentro de un rango $[M_{\min} - M_{\max}]$ va a estar en forma de sistemas binarios, y una fracción de ellos va a desarrollar SNIa. Basándonos en esta idea, se calcula una función de masa de la estrella secundaria (la menos masiva de las dos) a partir de la original. En este caso la tasa de SNIa depende

de la proporción de estrellas binarias que se hayan formado, que definimos como un parámetro ajustable α , y del número de estrellas secundarias que mueran en cada paso de tiempo. Por tanto la escala de tiempo en la que va a aparecer el hierro depende de la vida media de estas estrellas secundarias.

Realmente, estas escalas de tiempo no dependen únicamente de las vidas medias de las estrellas secundarias, sino que hay otros procesos que participan en la transformación de un sistema binario en una SNIa. Hay que considerar el efecto de la distancia entre las dos componentes, las velocidades orbitales, y otros parámetros para poder estimar el tiempo que va a tardar el sistema en explotar. Tornambe (1989) realizó los cálculos para varias combinaciones posibles de escenarios que fueran a dar lugar a SNIa (doble degeneración, degeneración simple,...) obteniendo una tasa de SNIa, normalizada a un valor de $1 M_{\odot}$, en función del tiempo. Todas las hipótesis de trabajo y los procesos físicos estudiados están claramente detallados en su trabajo. Únicamente es necesario tomar la función final y multiplicarla por el número de sistemas binarios, evitando el cálculo de las FIM de la componente primaria y secundaria, necesarios en el primer caso, para obtener la tasa final de SNIa.

Una técnica similar ha sido desarrollada por Ruiz-Lapuente et al. (2000), para obtener la evolución temporal de la tasa de SNIa para una población estelar simple de $1 M_{\odot}$ asumiendo distintos escenarios y posibilidades de suceso. De esta manera, para cada paso de tiempo hemos de multiplicar dicha tasa por la masa en forma estelar que tenga el sistema. Esta evolución, en forma de tabla tuvieron la amabilidad de aportárnosla en comunicación privada.

Estas tres técnicas distintas afectan solamente a la producción de hierro y son independientes de los rendimientos de otros elementos que se estén considerando. Esto nos permite usar un único conjunto de rendimientos para su comparación, y hemos elegido el conjunto BU. No obstante, cuando comparemos los resultados de nitrógeno frente a hierro lo haremos con todas las combinaciones posibles.

2.4. Eyecciones

De cara a poder calcular la matriz de producción y posteriormente el modelo de evolución química, debemos calcular la cantidad de material eyectado al medio interestelar en todo el rango de masas, por lo que debemos unir el conjunto de rendimientos de estrellas de masa baja e intermedia con el de estrellas masivas. Para estas últimas hemos elegido los rendimientos de Woosley & Weaver (1995) (en adelante WW), y los de Portinari et al. (1998) (en adelante PCB). En la literatura hay gran cantidad de trabajos con otros rendimientos de estrellas masivas, por lo que hemos preferido restringirlos a estos dos grupos. Para mantener la coherencia en las técnicas y las trazas evolutivas usadas por cada uno de los autores hemos combinado los rendimientos en tres parejas: BU-WW, VG-WW y MA-PCB, que por simplicidad llamaremos BU, VG

y MA.

La diferencia entre rendimientos y eyecciones es que mientras que los primeros se refieren a la cantidad de un elemento creado nuevo y eyectado al medio, el segundo computa la totalidad del elemento, ya estuviera inicialmente en la estrella o fuera de nueva generación. Un rendimiento puede ser negativo, si la estrella transforma más elemento del que crea, pero una eyección nunca puede ser negativa, en todo caso será cero.

La relación entre rendimientos y eyecciones (Tinsley, 1980) es:

$$E_i = Y_i + (M_{ini} - M_{rem})X_i \quad (2.22)$$

donde E_i es la masa eyectada del elemento i , Y_i es el valor del rendimiento del mismo elemento, M_{ini} es la masa inicial de la estrella, M_{rem} es la masa remanente de la estrella y X_i es la abundancia original del elemento i . Los resultados publicados por WW y PCB ya están en forma de eyecciones, mientras que los de BU, MA y VG han de ser transformados. según la ecuación 2.22. Un problema que aparece a la hora de unir un conjunto con otro es que los autores de cada uno han elegido valores distintos de la metalicidad, como es el caso de BU y VG respecto a WW, por lo que ha sido necesario interpolar unos u otros. Nosotros hemos optado por adaptar los rendimientos de estrellas masivas porque sus variaciones respecto a la metalicidad son más suaves. Por ejemplo, en el caso de BU tenemos rendimientos para $Z = 0.0159$, y hemos interpolado los valores de WW entre $Z = 0.1 Z_{\odot}$ y $Z = Z_{\odot}$ para el dicho valor de Z . Cuando se trata de valores suprasolares, como WW no aporta datos para estrellas ricas en metales, es necesario extrapolar para poder usar los valores de BU $Z = 0.025$ y $Z = 0.0317$. Para el caso VG también ha sido necesario interpolar y extrapolar para obtener los valores de $Z = 0.001$ y $Z = 0.04$. En el caso de unir MA con PCB el problema se minimiza, porque ambos están calculado para el mismo conjunto de abundancias, a pesar de que MA no aporta datos para los valores más bajos del grupo de Padua, $Z = 0.0004$. En este caso hemos analizado si la tendencia en Z es clara y continua, y como ésto no ocurre en el caso del ^{14}N , hemos preferido tomar la metalicidad inferior para MA junto con las tablas de PCB de valor $Z = 0.0004$. Con esta operación obtenemos tres conjuntos completos en metalicidad y rango de masas para las eyecciones de elementos, que presentamos en el Anexo II, y que llevamos a la matriz de producción para su posterior uso en el modelo de evolución química.

2.5. La Matriz de Producción

La primera definición de matriz de producción se debe a Talbot & Arnett (1973). Llamaron R_{im} a la fracción de estrella de masa m que vuelve al medio interestelar en forma de especie i . La fracción devuelta debe de depender de la metalicidad inicial, expresaron:

$$R_{i,m} = \sum Q_{mi,j} X_j \quad (2.23)$$

La matriz de producción de una estrella $Q_{mi,j}$ indica la fracción de estrella de masa m inicialmente en forma de especie j que se ha transformado y eyectado en forma de especie i . Es una función dependiente de la masa inicial de la estrella.

Si se considera una generación de estrellas con una función inicial de masas $\Phi(m)$, los elementos de la matriz de producción de la generación deben de ser multiplicados por ésta para obtener:

$$q_{ij} = \int_0^\infty \Phi(m) Q_{ij} dm \quad (2.24)$$

A partir de estas definiciones podemos derivar magnitudes de uso frecuente, como:

- f : Fracción de masa eyectada por una generación de estrellas:

$$f = \sum_{kl} q_{kl} X_l \quad (2.25)$$

- p_i : Rendimiento estelar de la especie i . Definido por Tinsley (1980) como la fracción de masa de metales generados nuevos y eyectados de una estrella.

$$p_i = \frac{\sum_{j \neq i} q_{ij} X_j}{1 - f} \quad (2.26)$$

- u_{ii} : Fracción de masa eyectada que no ha sido procesada por la estrella

$$u_{ii} = q_{ii} \quad (2.27)$$

- Producto primario: Es un producto que tiene como progenitor ^1H y/o ^4He .

Posteriormente a la formulación de Talbot y Arnet se han ido añadiendo elementos según unos autores u otros. Nosotros hemos optado por los que completaron Ferrini et al. (1992). Estos elementos son, por orden:

$$^1\text{H}, D, ^3\text{He}, ^4\text{He}, ^{12}\text{C}, ^{16}\text{O}, ^{14}\text{N}, ^{13}\text{C}, nr, ^{20}\text{Ne}, ^{24}\text{Mg}, ^{28}\text{Si}, ^{32}\text{S}, ^{40}\text{Ca}, ^{56}\text{Fe}$$

Por el término nr nos referimos a los isótopos ricos en neutrones sintetizados durante la combustión del ^4He , a saber, ^{18}O , ^{22}Ne , y ^{25}Mg dentro de núcleo de CO. En definitiva, queda una matriz de 15 filas y 15 columnas en la que el elemento de la fila i y columna j representa a la masa del elemento j que se ha transformado en elemento i . Como no hay ningún elemento que genere otro más ligero que él, la matriz Q queda triangular.

Las relaciones entre los elementos que hemos supuesto han sido las calculadas por Portinari et al. (1998) y por Ferrini et al. (1992), excepto la parte correspondiente al ^3He que se debe a una versión posterior de Galli et al. (1995) y Galli et al. (2001).

Además hemos dividido la matriz en dos matrices independientes. La primera es la correspondiente a la evolución de las estrellas tomadas de forma individual, incluyendo la eyección por vientos y la posterior explosión como supernovas del tipo II, y la segunda es la producida por las supernovas tipo Ia, debido a estrellas binarias. Esta división no se ha hecho de forma caprichosa, sino atendiendo al hecho de que los rendimientos estelares calculados que vamos a usar se han obtenidos separados de esta manera.

2.5.1. Matriz de eyección por vientos y SNII

Para calcular lo que vale cada elemento de esta matriz definiremos previamente las magnitudes que intervienen en el cálculo (Portinari et al., 1998):

- d : fracción remanente: fracción de masa de la estrella que no ha sido eyectada.

$$d = \frac{Mr}{M} \quad (2.28)$$

- q_3 : Fracción de masa involucrada en la conversión de ^3He original en elementos más pesados. Inicialmente se utilizaban las relaciones de Talbot & Arnett (1973), pero estas han sido posteriormente superadas por mejoras sucesivas. En este trabajo usaremos las de Galli et al. (2001)

$$q_3 = \begin{cases} 1 & m \leq 5 \\ 1.85 - 0.17m & 5 < m \leq 8 \\ 0.33 + 0.02m & 8 < m \leq 15 \\ 0.525 + 0.007m & 15 < m \leq 25 \\ 0.63 + 2.88 \times 10^{-3}m & 25 < m \leq 50 \\ 0.73 + 8 \times 10^{-4}m & m > 50 \end{cases} \quad (2.29)$$

- ω_3 : Masa de ^3He sintetizado nuevo y eyectado. Al igual que en el caso anterior, la expresión se debe a Galli et al. (2001)

$$A = \begin{cases} 7.79 - 3.47m & 0.8 \leq m < 2 \\ 1.74 - 0.443m & 2 \leq m < 3 \\ 0.753 - 0.115m & 3 \leq m < 5 \\ 0 & m > 5 \end{cases}$$

$$\omega_3 = \frac{A \times 10^{-4}(1 - d)}{X} \quad (2.30)$$

- q_4 : Fracción de masa involucrada en la producción de ^4He . Si aceptamos la idea de que todo el hidrógeno no procesado se eyecta, esto quiere decir que:

$$E_H = (1 - q_4)XM \quad (2.31)$$

donde E_H es la cantidad de H eyectado. Hemos multiplicado por M porque q_4 tiene unidades de fracción de masa. De esta forma q_4 queda como:

$$q_4 = 1 - \frac{E_H}{XM} \quad (2.32)$$

Hay que destacar que q_4 no es la masa del núcleo de He, porque si fuera así se estarían despreciando fenómenos como la variación de la masa del núcleo con la evolución, los dragados y las pérdidas por vientos. Por eso se ha deducido de los valores eyectados, que son el producto mensurable de estos efectos.

- q_c : Es la fracción de masa involucrada en la formación de ^{12}C , ^{16}O y otras especies más pesadas. Igual que ocurre en el caso del He, no podemos poner directamente que q_c es el cociente entre la masa del núcleo de CO y la masa total: no es una fracción constante a lo largo de la evolución y no se tendría en cuenta los efectos de las fases de dragado. Por eso, es mejor recurrir a la expresión de la eyección y despejar convenientemente.

$$\begin{aligned} \sum Q_{ij} X_j M &= E_M \\ (q_4 - q_c)X + (1 - q_c)Y &= \frac{E_{He}}{M} \\ q_c &= \left[q_4 X + Y - \frac{E_{He}}{M} \right] \frac{1}{X + Y} \end{aligned} \quad (2.33)$$

- ω_C : Toda la fracción de masa que ha sido procesada en la combustión del He y ha sido eyectada. Es decir, es la producción metálica nueva eyectada.

$$\omega_C = q_c - d \quad (2.34)$$

- q_{NS} : Fracción de masa involucrada en la producción de nitrógeno secundario. Para estrellas masivas, todo el nitrógeno eyectado es secundario, mientras que para las estrellas de masa baja e intermedia, es decir, $M \lesssim 8M_\odot$, se procede de forma separada a calcular la eyección de nitrógeno primario y secundario. (Nos referiremos a ellos como ^{14}NP y ^{14}NS respectivamente). Procediendo como en los casos anteriores:

$$\begin{aligned} (q_{NS} - q_C)(X_C + X_{C13} + X_O) + (1 - q_C)X_N &= \frac{E_{NS}}{M} \\ q_{NS} &= \frac{E_{NS}}{(X_C + X_{C13} + X_O)M} - (1 - q_C) \frac{X_N}{X_C + X_{C13} + X_O} + q_C \end{aligned} \quad (2.35)$$

- q_{C13S} : Masa involucrada en la transformación de ^{12}C en ^{13}C debido al ciclo CNO.

$$(q_{C13S} - q_{NS})X_C + (1 - q_{NS})X_{C13} = \frac{E_{C13S}}{M}$$

$$q_{C13S} = \frac{E_{C13S}}{X_C M} - (1 - q_{NS}) \frac{X_{C13}}{X_C} + q_{NS} \quad (2.36)$$

- X_N : Abundancia de ^{14}N sintetizado con ω_C debido a la combustión de la envoltura de estrellas de masa intermedia, aplicado al ^{14}N

$$(X_N \omega_C)(X + Y) = \frac{E_{NP}}{M}$$

$$X_N = \frac{E_{NP}}{M(X + Y)\omega_C} \quad (2.37)$$

- X_{C13} : Abundancia de ^{13}C sintetizado con ω_C debido a la combustión de la envoltura en estrellas de masa intermedia, aplicado al ^{13}C primario

$$X_{C13} = \frac{E_{C13P}}{M(X + Y)\omega_C} \quad (2.38)$$

- X_C : Abundancia de ^{12}C sintetizado a partir de ω_C

$$(X_C \omega_C)(X + Y) + (1 - q_{C13S})X_C = \frac{E_C}{M}$$

$$X_C = \frac{E_C}{M(X + Y)\omega_C} - \frac{1 - q_{C13S}}{\omega_C} \frac{X_C}{X + Y} \quad (2.39)$$

- X_O : Abundancia de ^{16}O sintetizado nuevo a partir de ω_C

$$X_O = \frac{E_O}{(X + Y)M\omega_C} - \frac{1 - q_{NS}}{\omega_C} \frac{X_O}{X + Y} \quad (2.40)$$

- $X_{\text{Ne}}, X_{\text{Mg}}, X_{\text{Si}}, X_{\text{S}}, X_{\text{Ca}}, X_{\text{Fe}}$: Se obtienen de forma similar:

$$X_i \omega_C (X + Y) + (1 - d)X_i = \frac{E_i}{M}$$

$$X_i = \frac{E_i}{(X + Y)M\omega_C} - \frac{1 - d}{\omega_C} \frac{X_i}{X + Y} \quad (2.41)$$

A partir de estas definiciones podemos construir los distintos elementos de la matriz de producción (más frecuentemente llamada *Matriz Q*). La forma más sencilla de explicar la obtención de los elementos es atendiendo al producto final y no al inicial; es decir, explicar los elementos por filas en lugar de por columnas.

- **Hidrógeno:** Siguiendo el modelo de Talbot & Arnett (1973) partimos de la idea de que una fracción q_4 de la masa inicial de hidrógeno es procesada por combustión, una fracción ω_3 se transforma en ^3He y que una fracción $1 - q_4 - \omega_3$ queda sin procesar. Como suponemos que en la remanente no queda H, todo lo no procesado se eyecta. Así obtenemos el término Q_{11}

$$Q_{11} = 1 - q_4 - \omega_3 \quad (2.42)$$

Hay que tener en cuenta que la combustión de una masa m de deuterio transformándose en ^3He requiere la destrucción de una masa $m/2$ de hidrógeno, de la cual una fracción 1-d es eyectada, por lo tanto Q_{12} es:

$$Q_{12} = -\frac{1}{2}(1 - d) \quad (2.43)$$

- **Deuterio:** No es el producto final de ninguna transformación, porque solamente se consume. Por eso, todos los elementos de la fila 2 tienen que ser nulos

$$Q_{2i} = 0 \quad (2.44)$$

- **Helio 3:** La cantidad de ^3He que se ha producido como transformación de H será la correspondiente al término ω_3 y la parte que no se ha transformado y ha sido eyectada será toda el que no haya sido procesada, porque la remanente no contiene ^3He .

$$Q_{31} = \omega_3 \quad (2.45)$$

$$Q_{33} = 1 - q_3 \quad (2.46)$$

Para saber cuál es la cantidad de ^3He que se genera por la destrucción del deuterio, haremos el razonamiento siguiente: si todo el deuterio se transforma en ^3He , la masa de ^3He aumentará como $3/2$ de la masa inicial de deuterio. Puesto que todo el deuterio interior a q_3 se transforma, la fracción de ^3He procedente del deuterio tiene que ser:

$$Q_{32} = \frac{3}{2}(1 - q_3) \quad (2.47)$$

- **Helio 4:** Se transforma a través del hidrógeno en el núcleo de ^4He (q_4) y posteriormente se reprocesa para formar carbono y nitrógeno en el núcleo de CO (q_c). El ^4He sobrante se eyecta. El término correspondiente al ^4He sintetizado nuevo y eyectado es

$$Q_{41} = q_4 - q_c \quad (2.48)$$

Y el término de ^4He original, no procesado y eyectado es:

$$Q_{44} = 1 - q_c \quad (2.49)$$

La parte proveniente de la transformación de ^3He en ^4He será la involucrada en la producción de ^3He menos la que queda para la combustión de ^4He :

$$Q_{43} = q_3 - q_C \quad (2.50)$$

Y por último el término de la transformación de deuterio en ^4He será similar al correspondiente a la transformación de deuterio en ^3He , cambiando el término $(1 - q_3)$ por $(q_3 - q_C)$

$$Q_{42} = \frac{3}{2}(q_3 - q_C) \quad (2.51)$$

- **Carbono 12:** El ^{12}C se transforma en ^{13}C y posteriormente en ^{14}N dentro de q_{C13S} . El ^{12}C original, no sintetizado nuevo, que se eyecta es:

$$Q_{55} = 1 - q_{C13S} \quad (2.52)$$

El ^{12}C sintetizado nuevo dentro de ω_C y eyectado se calcula como la proporción de ^{12}C de la producción metálica.

$$Q_{51} = Q_{52} = Q_{53} = Q_{54} = X_C \omega_C \quad (2.53)$$

- **Oxígeno 16:** El oxígeno no procesado y eyectado será el que no quede dentro de q_{NS} , esto es:

$$Q_{66} = 1 - q_{NS} \quad (2.54)$$

Y de la misma manera que ocurre para el ^{12}C , el sintetizado nuevo dentro de ω_C será:

$$Q_{61} = Q_{62} = Q_{63} = Q_{64} = X_O \omega_C \quad (2.55)$$

- **Nitrógeno 14:** El único nitrógeno no procesado que puede ser expulsado es el que está fuera de la región de combustión, q_C . El ^{14}N secundario se sintetiza a partir del ^{12}C , del ^{16}O , y del ^{13}C . Como no hay razón en contra, supondremos que intervienen en la misma proporción que su abundancia original, de manera que $Q_{75} = Q_{76} = Q_{78}$:

$$Q_{75} = Q_{76} = Q_{78} = q_{NS} - q_C \quad (2.56)$$

Al igual que en los casos anteriores, el ^{14}N sintetizado dentro de ω_C es:

$$Q_{71} = Q_{72} = Q_{73} = Q_{74} = X_N \omega_C \quad (2.57)$$

- **Carbono 13:** Se transforma en nitrógeno dentro de q_{NS} , de manera que el único que puede ser eyectado sin transformación alguna tiene que ser:

$$Q_{88} = 1 - q_{NS} \quad (2.58)$$

El ^{13}C solamente se sintetiza a partir del ^{12}C , y la parte que se eyectará será la que no vaya a ser transformada en otros elementos (dentro, claro está, de q_{NS}):

$$Q_{85} = q_{C13S} - q_{NS} \quad (2.59)$$

Y como en casos anteriores

$$Q_{81} = Q_{82} = Q_{83} = Q_{84} = X_{C13}\omega_C \quad (2.60)$$

- **Isótopos ricos en neutrones, nr:** Llamamos así al grueso de isótopos sintetizados durante la combustión de ^4He , ^{16}O , ^{22}Ne , ^{25}Mg ,..., dentro de q_C que son ricos en neutrones. Todos estos isótopos son eyectados porque no participan en ninguna reacción.

$$Q_{99} = 1 - d \quad (2.61)$$

$$Q_{95} = Q_{96} = Q_{97} = Q_{98} = \omega_C \quad (2.62)$$

- **Elementos pesados:** Los elementos ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{40}Ca y ^{56}Fe se sintetizan en las fases de combustión del helio, o posteriormente, dentro de q_C . La fracción original de materia eyectada por estos elementos es:

$$Q_{ii} = 1 - d \text{ donde } i:10,,15 \quad (2.63)$$

Mientras que la fracción de elementos sintetizados nuevos es

$$Q_{i1} = Q_{i2} = Q_{i3} = Q_{i4} = X_i\omega_C \text{ donde } i:10,,15 \quad (2.64)$$

La matriz de producción queda tal y como se ve en la tabla 2.5.1:

2.5.2. Matriz de producción para SNI

Tal y como se ha explicado antes, algunas estrellas binarias acaban explotando como SNI, cuando la estrella más evolucionada alcanza la masa crítica de $1.4M_{\odot}$. Los productos de esta explosión responden a un patrón fijo, de manera que son independientes de la masa inicial de la estrella que explota aunque no lo son de la metalicidad.

Hemos hecho dos grupos de metalicidad: Baja metalicidad: $Z < 0.08$ y metalicidad solar: $Z > 0.08$ y les hemos asignados los valores que se describen en Iwamoto et al. (1999):

Eyección de SN en M_{\odot}		
	Baja metalicidad	Metalicidad Solar
^{12}C	0.051	0.0483
^{16}O	0.133	0.143
^{14}N	0	0
^{13}C	0	0
^{20}Ne	0.00229	0.00202
^{24}Mg	0.0158	0.0085
^{28}Si	0.142	0.154
^{32}S	0.0914	0.0846
^{40}Ca	0.0181	0.0119
^{56}Fe	0.68	0.626

A la hora de calcular la tasa de eyección, suponemos que la masa de la estrella es el 99 % de $1.4M_{\odot}$, porque el 1 % restante ha perdido en forma de energía, principalmente neutrinos.

Como no queda nada de hidrógeno, el valor de q_4 es 1; y como tampoco queda nada de ^4He , el valor de q_C también es 1. Así pues, ω_C tendrá que vale $q_C - d$ cumplirá $\omega_C = 1 - d$. En otras palabras, la materia o se eyecta en forma de metales o se vuelve remanente.

La masa de la remanente la calculamos como la diferencia que resulta de restar al 99 % de $1.4M_{\odot}$ la suma de las eyecciones. Se puede comprobar que es algo mayor para estrellas de metalicidad solar que para las de baja metalicidad.¹

$$M_{rem} = \begin{cases} 0.2524 & Z < 0.008 \\ 0.3077 & Z \geq 0.008 \end{cases}$$

¹Una vez calculado el valor $1-d$ queda por normalizar las columnas que se obtienen a través de las tasas de eyección para que la suma sea $(1-d)$, igual que se ha hecho en el caso de la matriz general.

Capítulo 3

Calibración del modelo para la Vía Láctea

3.1. Introducción

La calibración del modelo la haremos a través de la comparación de los resultados con las observaciones disponibles de la Vía Láctea, y nos centraremos en la vecindad solar. Los resultados obtenidos los podemos dividir en dos partes: una referente al escenario resultante: formación estelar, cantidad de masa en cada fase, tasas de SN,...etc, en el que los rendimientos estelares que se usan no afectan a los resultados, y la otra que depende directamente de ellos. En el primer grupo describiremos el contenido en gas -difuso y molecular- la historia de formación estelar, la relación edad-metalicidad y la distribución de metalicidades de las estrellas enanas-G. El segundo grupo de resultados es el que va a centrar el esfuerzo de este capítulo, y serán principalmente los relativos al carbono, nitrógeno y oxígeno que vamos a describir con más detalle. Para todos los casos hemos desarrollado tres modelos, con los rendimientos BU, VK y MG respectivamente.

3.2. Resultados no dependientes de los rendimientos estelares

Historia de la formación estelar La historia de la formación estelar la compararemos con datos correspondientes a la vecindad solar, entendida como una región del disco situada a una distancia galactocéntrica de 8 kpc. En la figura Fig. 3.1 a) vemos representados los resultados de los tres modelos, y como era de esperar, son prácticamente iguales. Los datos son los de Twarog (1980) y Rocha-Pinto et al. (2000b). Los datos de estos últimos muestran un comportamiento más próximo al obtenido por simulaciones hidrodinámicas de formación de galaxias (Sáiz et al., 2003) con variaciones en el tiempo muy prominentes comparadas con los datos de Twarog (1980). No obstante el compor-

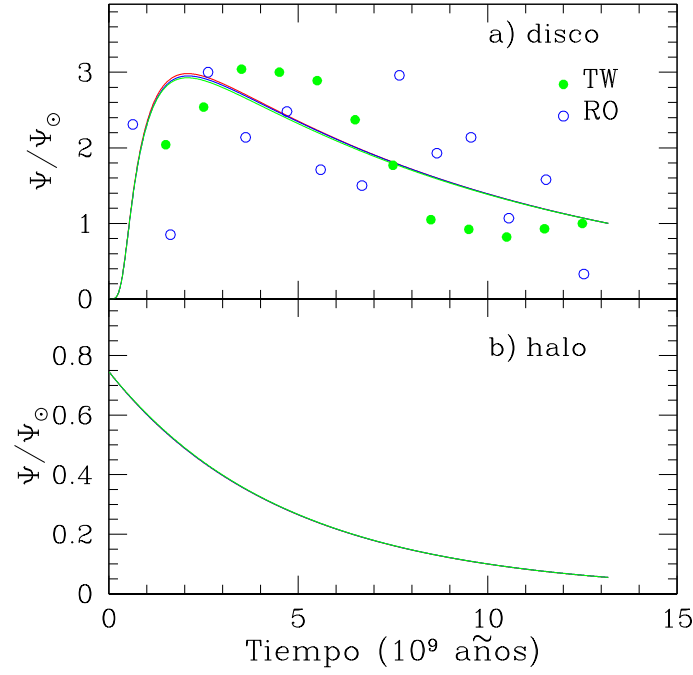


Figura 3.1: Historia de la formación estelar de la vecindad solar normalizada al valor solar. Los datos son de Twarog (1980,TW)y de Rocha-Pinto et al. (2000b,RO)

tamiento general en todos los casos es similar, si bien parece que las observaciones marcan el máximo algo después que nuestros modelos.

En el panel b) de la misma figura presentamos la historia de la formación estelar para el halo. Como se aprecia, es una función decreciente, que nos indica que la mayor tasa de formación estelar se produjo al principio de su formación, lo que dió origen a los cúmulos viejos que se observan. Actualmente es un valor extremadamente pequeño.

Evolución de la Tasa de SN En la Fig. 3.2 se representa la evolución temporal de las tasas de SN para los tres métodos mencionados en el capítulo anterior. Se puede apreciar que el método MAT es el que aporta mayores valores del cociente SNIa/SNII para cualquier valor del tiempo, alcanzando el máximo en 2.5 Giga-años desde el comienzo de la evolución. RL presenta el valor máximo entre 2 y 5 Giga-años, pero son valores aproximadamente la mitad que los de MAT. El único modelo con valores bajos es el TOR. A pesar de que tiene un máximo el primer Giga-año, apenas se aprecia frente a los otros dos. A pesar de las grandes diferencias que se ven, los tres están dentro del margen de error que se estima para las observaciones en el tiempo presente. (Cappellaro et al., 1999; Cappellaro, 2004; Mannucci et al., 2005).

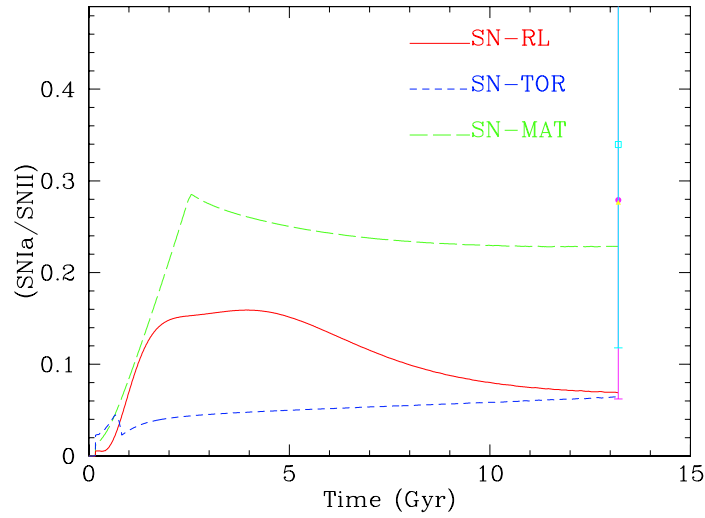


Figura 3.2: Evolución de la tasa de SNIa según el método de cálculo de MAT, TOR y RL. Los valores observados para La Vía Láctea dados por Cappellaro et al. (1999), Cappellaro (2004) y Mannucci et al. (2005) se presentan con sus respectivas barras de error y están representados por puntos rojos, cuadrados azules y triángulos amarillos respectivamente

Relación edad-metalicidad La relación edad-metalicidad, que depende fuertemente de las eyecciones de hierro de las SN-I, lógicamente es igual en los tres modelos. Las pequeñas diferencias que aparecen se deben a que la eyección de hierro correspondiente a estrellas masivas no es exactamente la misma en los tres casos. Muchos autores han señalado que los rendimientos de WW presentan una sobreabundancia en hierro, y en el trabajo de Timmes et al. (1995) se apunta a la necesidad de reducir el rendimiento del hierro, por lo menos, en un factor 2. Para poder calcular la magnitud de este exceso hemos hecho cuatro modelos diferentes con los rendimientos de BU y la técnica de SNIa de RL, en los que hemos reducido el rendimiento del hierro en un factor 1, 1.5, 2 y 3. Representamos los resultados en el panel superior de la Fig. 3.3, en el que se aprecia que el mejor ajuste se da para la reducción en un factor 2. Así, los resultados que están representados en el panel b) se han calculado con esta reducción, siendo la que hemos adoptado para el resto del trabajo. Estos resultados se refieren a los tres métodos diferentes de estimación de las tasas de SNIa. En el panel c) representamos la relación edad-metalicidad para el halo, tomando para la comparación los datos de Geisler et al. (1997) que pertenecen a cúmulos viejos de la Pequeña Nube de Magallanes.

Distribución de gas En la Fig. 3.4 representamos la densidad superficial de gas a lo largo del disco. En el panel a) se representa la correspondiente al gas difuso (σ_{HI}), y tal y como se aprecia, la concordancia es mejor con los datos más modernos, de

Cuadro 3.1: Referencias usadas en las gráficas para la comparación con los modelos.

Reference	Fe	C	N	O	R	Age
Akerman et al. (2004)(AKE)	X	X	—	X	—	—
Barbuy (1988)	X	—	—	X	—	—
Barbuy & Erdelyi-Mendes (1989)	X	—	—	X	—	—
Barry (1988)(BA)	X	—	—	—	—	X
Boesgaard et al. (1999)	X	—	—	X	—	—
Carbon et al. (1987)(CARB)	X	X	X	—	—	—
Carraro et al. (1998)(CARR)	X	—	—	—	—	X
Carretta et al. (2000)	X	X	X	X	—	—
Cavallo et al. (1997)	X	—	—	X	—	—
Chen et al. (2000)	X	—	—	X	—	X
Clegg et al. (1981)	X	X	X	X	—	—
Daflon & Cunha (2004)(DAF)	—	X	X	X	X	—
Depagne et al. (2002)	X	X	X	X	—	—
Ecuvillon et al. (2004)	X	—	X	—	—	—
Edvardsson et al. (1993)(EDV)	X	—	X	X	X	X
Gustafsson et al. (1999)	—	X	—	—	X	X
Friel & Boesgaard (1990)	X	X	—	—	—	—
Gratton et al. (2000)	X	X	X	X	—	—
Gummersbach et al. (1998)	—	X	X	X	X	—
Israelian et al. (1998, 2001)	X	—	—	X	—	—
Israelian et al. (2004)(ISR)	X	—	X	X	—	—
Laird (1985)	X	X	X	—	—	—
Meléndez et al. (2001),	X	X	—	—	—	—
Meléndez & Barbuy (2002)						
Mishenina et al. (2000)	X	—	—	X	—	—
Nissen (2002); Nissen et al. (2002)	X	—	—	X	—	—
Reddy et al. (2003)(RED)	X	X	X	—	—	X
Rocha-Pinto et al. (2000b,a)(RO)	X	—	—	—	—	X
Rolleston et al. (2000),	X	X	X	X	X	—
Smartt & Rolleston (1997),						
Smartt et al. (2001)						
Shi et al. (2002)	X	X	X	—	—	—
Smith et al. (2001)	X	—	—	X	—	—
Spite et al. (2005)(SPI)	X	X	X	X	—	—
Tomkin & Lambert (1984),	X	X	X	X	—	—
Tomkin et al. (1986, 1995),						
Twarog (1980)(TW)	X	—	—	—	—	X
Westin et al. (2000)	X	X	X	X	—	—

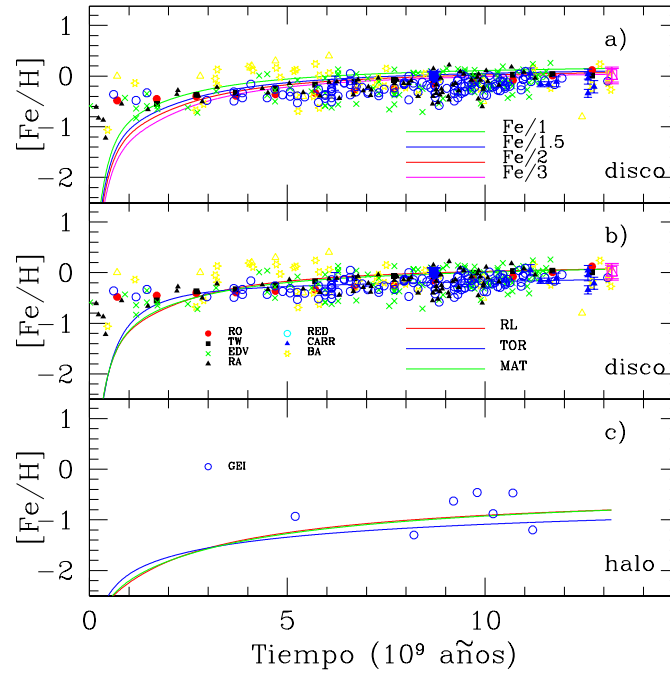


Figura 3.3: Relación edad-metalicidad: a) resultados con los rendimientos BU y las SNIa RL dividiendo el rendimiento de hierro de WW entre 1, 1.5, 2 y 3. b) Resultados con los rendimientos BU usando las tres técnicas de estimación de tasas de SNIa: MAT, TOR y RL, dividiendo el rendimiento de hierro de WW entre 2. Los datos son los enumerados en el cuadro 3.1 c) Relación edad-metalicidad para las estrellas del halo. Los datos -GEI- son de Geisler (1987)

Nakanishi & Sofue (2003), que con los más antiguos, que representan el máximo valor desplazado a distancias galactocéntricas mayores. La abundancia de gas molecular se obtiene a través de la conversión de la abundancia de CO en H_2 . El factor de conversión X no es para nada un valor conocido con precisión, de hecho, como veremos en el capítulo 4 depende incluso de la metalicidad. No obstante, hasta el momento es el método más habitual de conocer la cantidad de H_2 . En el panel b) se presenta la densidad de gas molecular predicha por el modelo junto con datos observacionales, que muestran una gran dispersión. La correlación es mejor con las observaciones más modernas. Concretamente, los datos aportados por Williams & McKee (1997) son un nuevo cálculo de los obtenidos por Bronfman et al. (1988) y Wouterloot et al. (1990) utilizando un valor actualizado del factor de conversión X .

Distribución de las enanas G Si atendemos a los resultados del modelo simple, el número de estrellas enanas tipo G de baja metalicidad observadas es bastante menor, (incluso un factor 2) de lo que predice dicho modelo. A este hecho se le ha llamado históricamente el "*problema de las enanas G*". ¿Dónde está la primera generación de estrellas, que se formaron con un gas de muy baja metalicidad? En la Fig. 3.5 se

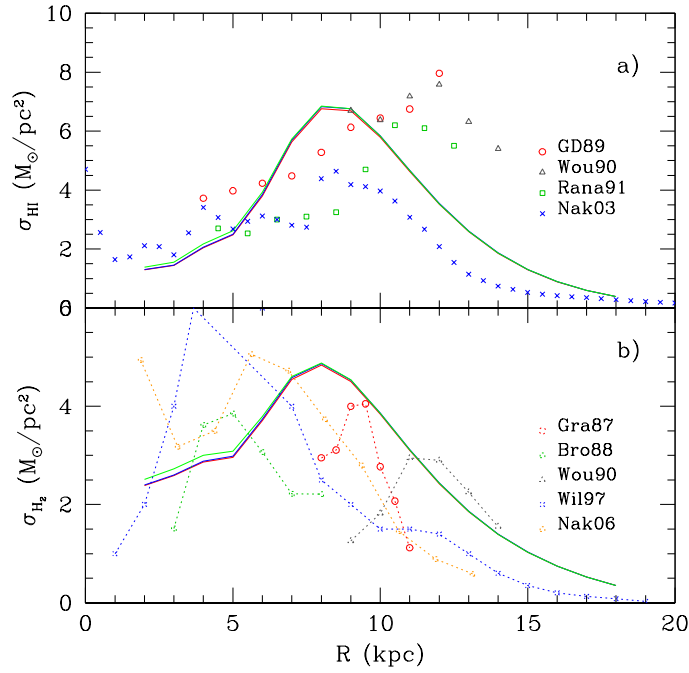


Figura 3.4: Distribución de gas en el disco. En el panel a) se representa la densidad de gas en difuso a lo largo del disco. Los datos son de Garwood & Dickey (1989) (GD89), Wouterloot et al. (1990) (Wou90), Rana (1991) (Rana91), y Nakanishi & Sofue (2003) (Nak03). En el panel b) se representa la densidad de gas en forma molecular, junto a los datos de Grabelsky et al. (1987) (Gra87), Bronfman et al. (1988) (Bro88), Wouterloot et al. (1990) (Wou90), Williams & McKee (1997) (Wil97) y Nakanishi & Sofue (2006) (Nak06)

representa la distribución de metalicidades para las estrellas enanas G para los tres métodos de cálculo de las tasas de SNIa, comparadas con los datos de Kotoneva et al. (2002), Jørgensen (2000) y Chang et al. (2000). Los tres modelos presentan un máximo en torno a -0.10 dex y muestran la cola esperada para bajas metalicidades.

Hay una relación entre la escala de tiempo en la formación de una región, como la vecindad solar, y la anchura de la distribución de valores de la metalicidad. Cuando la escala de tiempo es larga la formación estelar en lugar de ser intensa y puntual es más dilatada en el tiempo, por lo que los valores posibles de la metalicidad, que se alcanzan según van muriendo las estrellas en función de su masa, abarcan un rango más ancho. Kotoneva et al. (2002) aducen que la vecindad solar se ha formado en una escala de tiempo larga, del orden de 7 Giga-años, similar a la que tratamos en nuestro trabajo, aunque su distribución es algo más ancha que nuestros resultados. A pesar de que las diferencias no son demasiado grandes, los modelos que parecen adaptarse mejor son los de RL, concretamente, el mejor acuerdo se da entre RL y los datos de Jørgensen (2000).

No quisiéramos perder de vista que el objeto de este capítulo es la comparación

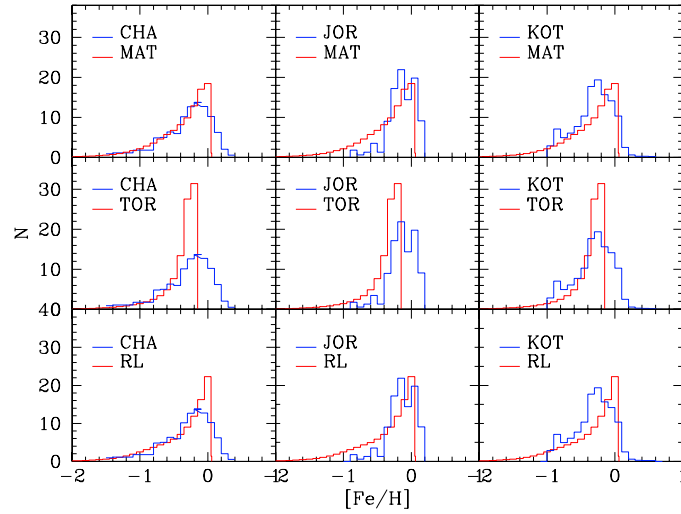


Figura 3.5: Distribución de la metalicidad de las estrellas enanas-G de la vecindad solar. Los datos son de Kotoneva et al. (2002) (KOT), Jørgensen (2000) (JOR), y Chang et al. (2000) (CHA)

de los tres conjuntos de rendimientos con los datos observados de la Galaxia. Esto nos lleva a eliminar todo aquello que pueda distorsionar las conclusiones, y por eso creemos necesario dejar fijo con qué factor vamos a reducir el rendimiento final del hierro originado por las SNI, y qué método vamos a usar para el cálculo de las tasas de SNIa.

El primer punto es claro: de aquí en adelante manejaremos los valores de los rendimientos WW dividiendo el valor del hierro en un factor 2, que es el que se adapta mejor a las observaciones. Respecto a las técnicas de cálculo de tasas de SNIa, como las diferencias son menores, la elección es más difícil. Finalmente hemos optado por la técnica RL porque no genera tasas ni tan altas como la técnica MAT ni tan bajas como TOR, es la más moderna y su comportamiento en la relación edad-metalicidad es adecuado. Así pues, **de aquí en adelante, salvo que se trate específicamente del hierro, los modelos serán calculados con la técnica RL para obtener las tasas de SNIa y los rendimientos de hierro de las estrellas masivas divididos entre 2**. Sólo va a quedar como parámetro diferenciador en los resultados los rendimientos estelares elegidos.

3.3. Resultados para los elementos del ciclo CNO

En esta sección analizaremos por separado las abundancias obtenidas para el oxígeno, el carbono y el nitrógeno, así como las relaciones entre ellos. El estudio de los resultados se debe hacer atendiendo a dos factores: su evolución a lo largo del tiempo, para lo

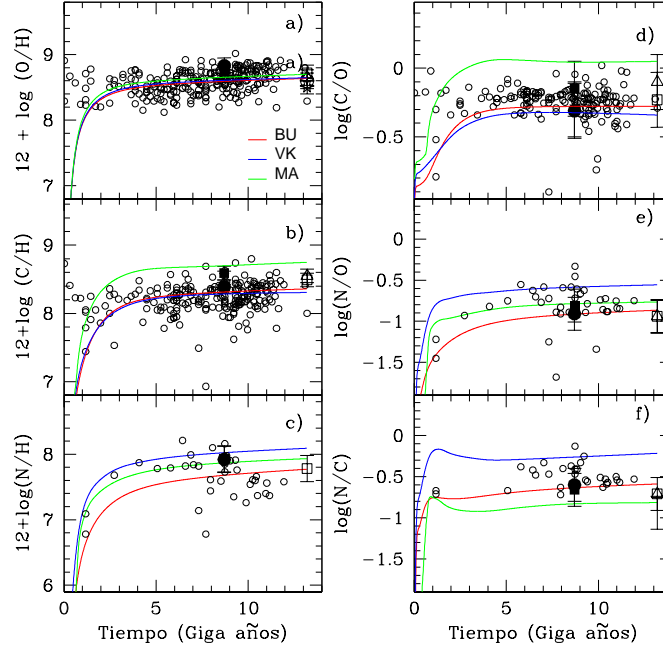


Figura 3.6: Evolución temporal de las abundancias de oxígeno, carbono y nitrógeno en la vecindad solar. Los símbolos negros corresponden a las abundancias solares calculadas por Asplund et al. (2005) - círculos-, y Holweger (2001) -cuadrados-. Los símbolos vacíos a 13.2 Giga-años son los datos de abundancias del medio interestelar de Meyer et al. (1997, 1998) -círculos-, Peimbert (1999) -cuadrados- y Sofia & Meyer (2001) -triángulos-. Los círculos pequeños representan valores de abundancia de estrellas de autores citados en el cuadro 3.1 situadas en la vecindad solar ($7 < R < 9$ kpc). Los modelos están representados con las mismas líneas que en casos anteriores

cual elegimos la vecindad solar como ámbito de comparación, y su distribución en el disco de la Galaxia, o lo que es lo mismo, los gradientes de abundancias.

3.3.1. Resultados temporales de la abundancia de elementos CNO

En la gráfica 3.6 se presenta la evolución de la abundancia de oxígeno, carbono y nitrógeno en la vecindad solar, a lo largo del tiempo, para los tres modelos. Los valores observacionales de la gráfica corresponden a los detallados en el cuadro 3.1 para estrellas de la vecindad solar (que estén situadas a una distancia galactocéntrica comprendida entre 7 y 9 kpc).

Respecto al oxígeno, los tres modelos están en concordancia con las observaciones y manifiestan pocas diferencias entre ellos. Como el oxígeno se genera en estrellas masivas, el modelo MA que utiliza los rendimientos PCB presentará valores ligeramente mayores que los otros dos.

Globalmente se aprecia que el modelo MA presenta un excedente de carbono mien-

tras que el VG lo tiene de nitrógeno. De esta manera, en los paneles b) y d) el modelo MA está por encima de las observaciones de la vecindad solar, y en los paneles c) y e) es el modelo VG el que no reproduce los datos observados. Esto se pone de manifiesto doblemente en el panel f), en el que se compara el carbono con el nitrógeno. El modelo BU es claramente el que ofrece un comportamiento más acorde con los datos en todos los casos.

Las diferencias de los resultados en el caso de la relación C/H se deben a que el modelo MA utiliza los rendimientos PCB, que aportan un valor muy alto de carbono como consecuencia de la eyección por vientos. Los modelos BU y VG usan los rendimientos de WW para estrellas masivas, que al no considerar vientos, tienen una componente de carbono menor.

Las diferencias que presentan los modelos BU y VG respecto al carbono tiene que ser debida a las estrellas de masa intermedia. En el caso de los rendimientos de VG, el hecho de que la producción de nitrógeno sea más alta va en detrimento de la abundancia de carbono, por lo que en las comparaciones entre ambos modelos en las que interviene el carbono, generalmente BU está por encima.

Para estudiar los resultados del nitrógeno tendremos que considerar qué rendimientos vamos a usar en el caso VG: los que hemos calculado con la técnica r o los deducidos con el método AGB. Como quedó claro anteriormente, los rendimientos integrados eran más coherentes si aplicábamos nuestro método r , por lo que éste ha sido el grupo de rendimientos elegido. De todas maneras, en este caso es poco relevante, porque ambos manifiestan un comportamiento muy similar para tiempos mayores de 1 Giga-año.

Respecto a la abundancia de nitrógeno relativa al hidrógeno, los modelos MA y VG ofrecen valores mayores que BU, porque para metalicidades bajas los rendimientos de N de aquellos son mayores (ver 2.3). Una vez que se alcanzan abundancias mayores de ≈ 0.004 , el modelo BU continúa creciendo suavemente hasta el valor actual, reproduciendo los valores solar y del medio interestelar. La forma de los tres modelos es muy similar y en este caso las diferencias mostradas son muy pequeñas.

En los paneles derechos de la Fig 3.6 se muestran las evoluciones del carbono y nitrógeno comparadas con el oxígeno y entre ellas. Como los tres modelos están de acuerdo en cuanto a las abundancias de oxígeno, las diferencias han de ser debidas exclusivamente al nitrógeno y al carbono.

La evolución del carbono comparada con el oxígeno tiene el mismo problema que en el caso de la comparación con el hidrógeno: el modelo MA presenta una sobreabundancia, de manera que se extralimita para los valores observados de la vecindad solar, y se sitúa en el extremo de las barras de error de los datos del medio interestelar. No obstante, los tres modelos manifiestan una forma similar: un incremento muy rápido en los primeros momentos, correspondiente a la contribución de las estrellas masivas, una zona de menor pendiente, en torno al primer Giga-año, debido a la escasa aportación

de carbono de las estrellas de masas entre 4 y 8 M_{\odot} , y de nuevo un aumento producido por las estrellas con masas entre 3 y 5 M_{\odot} , que vuelven a producir carbono, hasta alcanzar el valor actual.

En la gráfica (N/O), el desacuerdo es mayor para tiempos entre 1 y 1.5 Giga-años, que es el momento en el que se manifiestan los efectos de las estrellas masivas e intermedias, que son los principales productores de nitrógeno. Los diferentes cocientes entre componentes primaria y secundaria se hacen evidentes aquí. El modelo MA sufre un incremento brusco durante el primer Giga-año por su componente primaria, para volverse plano a partir de aquí. El modelo BU, con un cociente mayor entre el NP y el N total que MA para todas las metalicidades excepto la menor, sufre una evolución menor y finalmente alcanza valores más bajos. El resultado final de ambos modelos es similar y concuerda con las observaciones.

El valor grande de NP del modelo VG, sobre todo si se considera el cálculo con el método AGB, implica un incremento muy grande en tiempos tempranos. A partir de aquí, la pendiente se suaviza, pero el valor final es mayor comparado con el valor solar.

Por último, si estudiamos la evolución del cociente (N/C), volvemos a ver que el mejor modelo es BU. El modelo MA muestra un máximo durante el primer Giga-año, pero como se produce un exceso de carbono, el cociente empieza a disminuir de forma que el valor absoluto para el tiempo actual sólo se alcanza tangencialmente. La forma del modelo VG es parecida a la del modelo BU, pero con un exceso de nitrógeno.

Aceptando que todos los modelos tienen un comportamiento similar y dentro de los límites observacionales, el modelo BU es el que mejor reproduce los datos estelares, y lo que es más importante, lo hace en todos los casos.

3.3.2. Gradientes radiales de elementos CNO

Hasta ahora, solamente hemos analizado resultados de la vecindad solar. En esta parte queremos estudiar el comportamiento de los modelos a lo largo de todo el disco de la Galaxia. Al igual que lo hemos hecho en la sección anterior, vamos a representar el gradiente de las abundancias de los elementos CNO comparados con el hidrógeno y entre ellos, en la Fig. 3.7.

La forma de los gradientes depende principalmente del cociente entre la caída de gas hacia el disco y la tasa de formación estelar, y ambas magnitudes no dependen de los rendimientos, por tanto cabe esperar que la forma de las gráficas sea correcta en los tres modelos, tal y como se aprecia en la Fig. 3.7. El gradiente del oxígeno para los tres modelos se ajusta las observaciones incluso en las zonas más próximas al centro, en las que se observa un aplanamiento, y permanece dentro de las barras de error observadas. Este no es el caso del carbono, porque el modelo MA, a pesar de tener una forma correcta, se sitúa en una zona de alta abundancia en la que no se

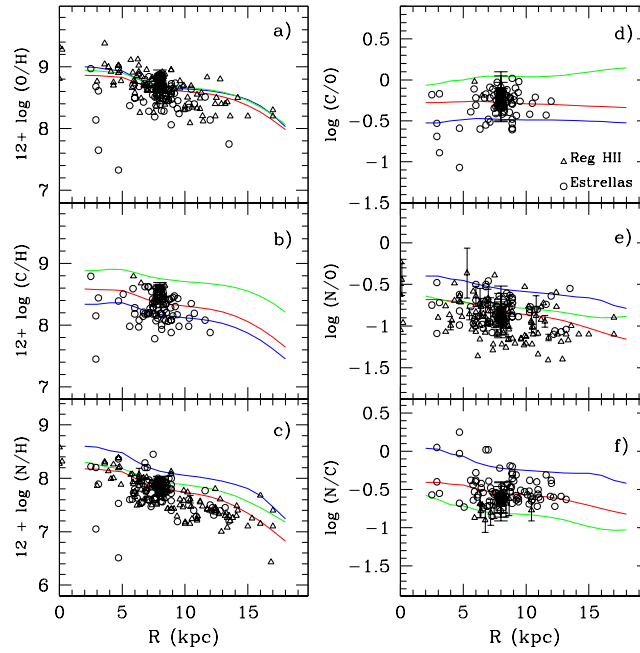


Figura 3.7: Gradientes radiales de abundancias de oxígeno, carbono y nitrógeno. Los círculos corresponden a datos estelares y los triángulos representan los valores medidos en regiones HII de la Galaxia

observan datos, manteniendo la coherencia con todo lo anterior. Los otros dos modelos sí se posicionan en la zona de observaciones de estrellas y regiones HII, estando muy próximos uno y otro. En el gradiente obtenido para el nitrógeno se vuelve a poner de manifiesto que el modelo VG tiene un valor absoluto alto comparado con los otros dos y con las observaciones, quedando fuera de las barras de error para los datos de la vecindad solar.

En los paneles d) e) y f) de la Fig. 3.7 se presentan los gradientes de abundancias relativas. De nuevo el modelo MA manifiesta un valor absoluto más alto de lo que indican las observaciones, mientras que BU y VG se ajustan a los datos. Conviene manifestar que en el caso del gradiente de (C/O), después de incorporar los datos de Smartt et al. (2001) y Reddy et al. (2003) no se observa una pendiente negativa, cuestión que ya había sido sugerida por Carigi (2000). El gradiente (N/O) sí que presenta una pendiente claramente negativa, a pesar de que en las zonas interiores sufra un aplanamiento. Si el nitrógeno fuera eyectado por estrellas masivas, su carácter secundario haría que se incorporara al medio interestelar después del oxígeno, por el contrario, si lo fuera por estrellas intermedias, el tiempo necesario para su evolución sería mayor aún. Así pues, en ambos casos la aparición del nitrógeno es siempre posterior a la del oxígeno. La gran dispersión de datos dificulta una selección del *mejor* modelo, a pesar de que el modelo BU es el que mejor reproduce los datos de regiones HII. El modelo MA tiene un

gradiente radial más plano con valores absolutos algo mayores que los valores medios de las observaciones, sobre todo en la parte más interna del disco, y el modelo VG, en consonancia con su abundancia de nitrógeno, está en la parte más alta de la gráfica.

Estos argumentos también son válidos en el caso del gradiente de (N/C). En este caso el gradiente es de pendiente negativa pero menor que en los anteriores. Aunque la escasez y dispersión de datos nos evita poder decidir qué modelo es mejor que los demás, sí queremos manifestar algunas diferencias. De nuevo, el modelo MA, sobreabundante en carbono, se sitúa en la parte más baja de la gráfica, en la que hay muy pocos datos, y el modelo VG vuelve a mostrar valores muy altos de nitrógeno. El modelo BU, en la zona intermedia entre ambos, parece que tiene un comportamiento más adecuado.

Por último, es importante tener en cuenta que unos rendimientos correctamente estimados han de ser capaces de ajustarse a todas las observaciones a la vez, ya sean radiales o temporales, y en esto, el modelo BU es el que está mejor situado.

3.3.3. Abundancias relativas

El estudio de las abundancias relativas de un elemento aporta pistas importantes sobre cómo ha tenido lugar la evolución de la formación estelar, y además los parámetros como la tasa de formación estelar y el ritmo de caída de gas tienen una influencia mucho menor que otros.

Carbono vs Oxígeno

En la Fig. 3.8 se representa la relación entre carbono y oxígeno para la vecindad solar comparándola con datos de estrellas y regiones III. Como estamos comparando la evolución dentro de la vecindad solar, es conveniente que los datos de las observaciones pertenezcan a esta región, aunque desgraciadamente algunos datos pueden no cumplir esta condición. Los de Smartt et al. (2001) corresponden a la parte interior del disco, y otros (Edvardsson et al., 1993; Clegg et al., 1981; Gummersbach et al., 1998) probablemente incluyan estrellas a distancias galactocéntricas distintas a las de la vecindad solar. Hemos tratado de elegir sólo datos de objetos que estén a una distancia comprendida entre 7 y 9 kpc del centro, pero a veces este dato no se aporta en las observaciones. Esta puede ser una de las razones por las que la dispersión mostrada en este tipo de gráficos es tan grande.

También hay que tener presente que estamos tratando la evolución del disco, no del halo, ya que en nuestro modelo halo y disco llevan evoluciones separadas. El halo manifiesta una formación estelar mucho menor por lo que los objetos de baja metalicidad suelen ser considerados como objetos del halo, lo que no siempre es cierto. Para poder discriminar si los objetos poco metálicos son del halo o del disco haría falta tener información cinemática, y muchas veces tampoco es conocida. Nosotros usaremos todos los

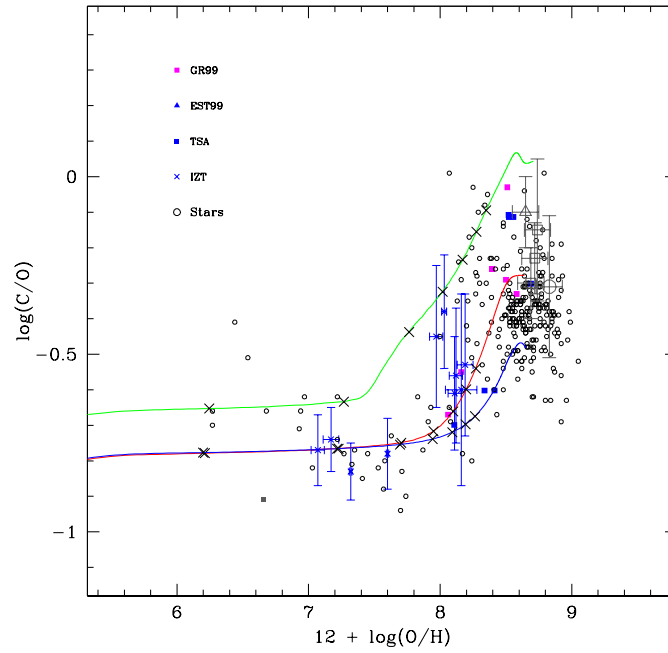


Figura 3.8: Abundancia relativa de $\log(C/O)$ vs abundancia de oxígeno expresada como $12 + \log(O/H)$ para la vecindad solar. Los datos estelares -círculos vacíos- corresponden a los mencionados en el cuadro 3.1. Otros datos son de Esteban et al. (1999) -EST-, Tsamis et al. (2003) -TSA- para regiones HII galácticas, de Garnett et al. (1995, 1999) -GR95/99- para otras regiones HII, y de Izotov & Thuan (1999) -IZ- para galaxias compactas azules. El significado de los símbolos se ve en la figura

datos posibles de estrellas aunque sabemos que algunas pueden pertenecer al halo. Por la misma razón tampoco se deben usar datos de otras galaxias, porque su evolución ha podido ser muy diferente a la nuestra (Molla et al., 1996; Mollá et al., 1999).

El valor inicial de $\log(C/O)$ entre -0.7 y -0.8 dex está causado por la evolución de las estrellas masivas durante el primer millón de años. La parte plana de la gráfica se debe interpretar teniendo en cuenta que se produce en un corto periodo de tiempo: el necesario para que las estrellas con masas comprendidas entre 5 y 8 M_{\odot} evolucionen. Estas estrellas no generan carbono ni oxígeno, por lo que el nivel de abundancia de carbono permanece constante en el mismo nivel en el que quedó después del final de las estrellas masivas. Cuando las estrellas de masa próxima a 4 M_{\odot} comienzan a morir el carbono aumenta rápidamente alcanzándose una meseta cuando las estrellas más pequeñas, que tampoco eyectan carbono, evolucionan.

Esta interpretación es válida para los tres modelos, y para mostrar nuestros razonamientos de forma clara hemos marcado unas cruces en las líneas de los modelos correspondientes a los tiempos 0.25, 0.50, 0.75, 1.0, 1.5 y 2.0 Giga-años desde el inicio de la formación estelar en la Galaxia. El modelo predice una formación estelar con-

tinúa con un máximo en torno a 1.8 Giga-años. La mayoría de las estrellas de masas mayores de $4 M_{\odot}$ creadas en ese periodo no van a existir a los 2 Giga-años. El modelo BU alcanza valores finales próximos a los observados, el modelo MA presenta valores de abundancia de carbono algo mayores debido a la gran producción de este elemento en los rendimientos de estrellas masivas de PCB (se vuelve a poner de manifiesto que la tasa de eyección por vientos, y por tanto de carbono, en estos rendimientos es demasiado grande), y por último, el modelo VG es muy similar al BU para la zona de estrellas masivas, como era de esperar usando los mismos rendimientos, pero en la zona de abundancias altas de oxígeno se separan. El modelo VG también está dentro de la zona de datos, pero con valores absolutos menores.

Nitrógeno vs oxígeno

La Fig. 3.9 muestra la clásica relación entre la abundancia de nitrógeno y la de oxígeno, para la vecindad solar. El modelo BU reproduce el comportamiento esperado del nitrógeno cuando se tiene en cuenta todos los datos, no solo en el valor absoluto sino también en la forma, más suave que el resto de los modelos. Los datos para bajas metalicidades se reproducen bien con el modelo BU por la correcta distribución que hace del cociente entre nitrógeno primario y secundario y del valor total del nitrógeno eyectado. El modelo MA, a pesar de tener una componente primaria no la pone de manifiesto porque el rendimiento integrado tiene una dependencia con la metalicidad contraria a la de BU para valores bajos de Z , por lo que no es capaz de reproducir la tendencia de los datos. Los dos modelos de VG -técnica AGB y r - tienen la forma correcta y son aceptables para valores de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \geq 8$, pero el valor de los rendimientos integrados es alto para un caso y demasiado bajo para el otro. Sería necesario cambiar las tasas de caída de gas y formación estelar para poder reproducir las abundancias solares, y en este caso, probablemente no se ajustarían otros datos.

Si el comportamiento suave mostrado para valores de abundancias de oxígeno menores de 8 fuera debido solamente a estrellas masivas, la dispersión de los datos sería claramente menor. Se presenta un problema cuando los objetos pobres en metales (Israelian et al., 2004; Spite et al., 2005) se incluyen en la figura. Algunos valores siguen la tendencia sobre la línea plana, pero existen algunos datos de abundancias bajas, alrededor de $\log(\text{N}/\text{O}) \sim -2$, que son incompatibles con la existencia de una componente primaria procedente solo de estrellas masivas.

Podemos ver cómo es la evolución del modelo BU para cuatro regiones a diferente distancia galactocéntrica en la Fig. 3.10: dos interiores (~ 2 y 4 kpc) más evolucionadas, la vecindad solar (~ 8 kpc), y una región exterior (~ 18 kpc) en la que la evolución es más lenta. En el panel a) mostramos los resultados para las zonas del halo y en el panel b) para el disco. Los números en el gráfico indican el tiempo de evolución, en millones de años, que corresponde a esos puntos de la gráfica. Esto es necesario porque el valor $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ no es el mismo para cualquier radio en el mismo tiempo.

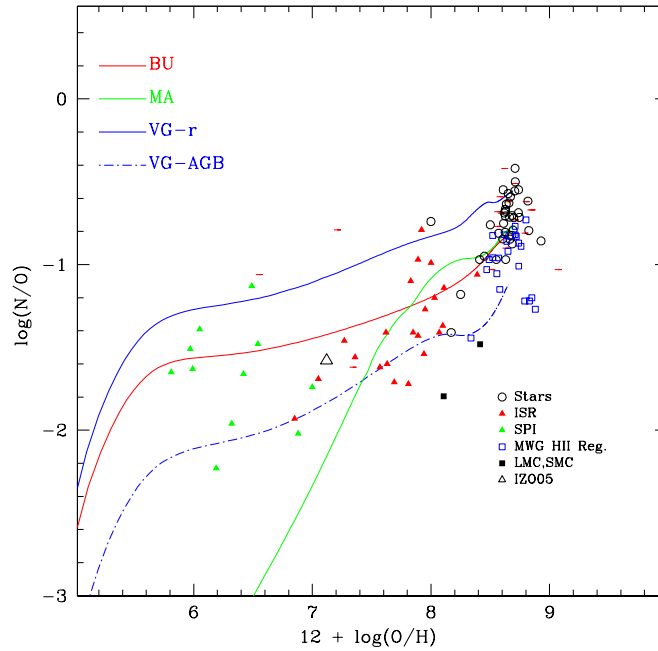


Figura 3.9: Abundancia relativa de (N/O) frente a oxígeno para la vecindad solar. Los círculos negros son abundancias estelares correspondientes a los autores del cuadro 3.1. Los datos marcados con triángulos rojos corresponden a Israelian et al. (2004), con los triángulos verdes a Spite et al. (2005) y el triángulo negro a Izotov et al. (2005). Los de regiones HII galácticas se representan con cuadrados azules, y por último los cuadrados negros representan datos de las Nubes de Magallanes.

Las regiones del halo tienen evoluciones similares independientemente de la distancia al centro de la Galaxia. Todas ellas reproducen bien los datos de Israelian et al. (2004) y Spite et al. (2005) en el entorno $5.5 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8$. Las del disco se ajustan a los datos correspondientes a $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \gtrsim 8$. Sin embargo sus caminos evolutivos son muy distintos, correspondientes a distintos parámetros de entrada (tasas de caída de gas, masas de gas iniciales, eficiencias en la formación de estrellas,...). Así pues, la dispersión que se observa en los datos de la Galaxia se puede explicar en la base de una producción de nitrógeno primaria por estrellas de masa baja e intermedia con diferentes eficiencias de formación estelar en las diferentes regiones.

Si eliminamos la condición de la distancia galactocéntrica de los objetos seleccionados, y representamos todos los correspondientes a regiones HII galácticas, e incluimos datos extragalácticos (Garnett et al., 1995, 1999; van Zee et al., 1998a; Izotov & Thuan, 1999) obtenemos la Fig. 3.11. El triángulo grande es la estimación de Izotov et al. (2005) para la galaxia de menor metalicidad conocida. También hemos añadido los datos de Damped Lyman Alpha (DLA) de Pettini et al. (2002); Prochaska et al. (2002); Centurión et al. (2003), representados con círculos grises. Las regiones del disco evolucionan en buen acuerdo con todos ellos, mostrando un proceso más escalonado para las regiones

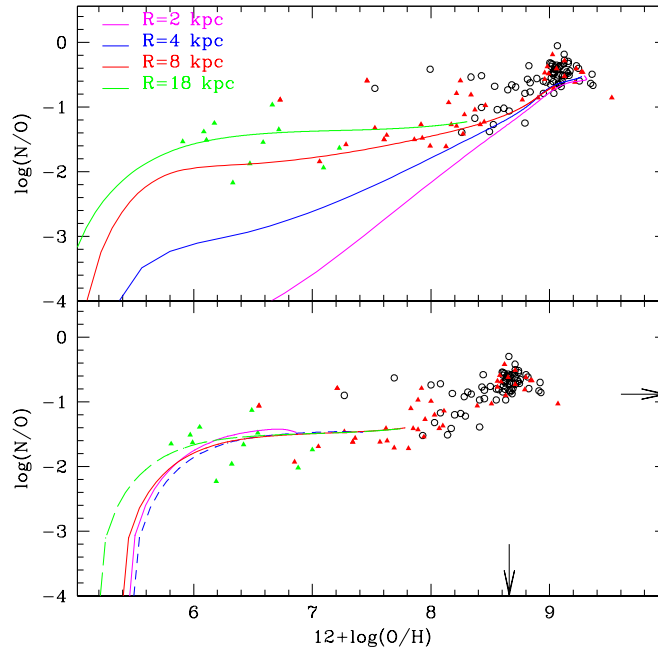


Figura 3.10: Abundancia relativa de (N/O) frente a oxígeno para distintos valores de la distancia galactocéntrica del modelo BU. Dos regiones interiores, a 2 kpc y 4 kpc respectivamente, la región solar, a 8 kpc y una región exterior a 18 kpc del centro, para el halo y para el disco. El valor solar está marcado con flechas hacia los ejes. El significado de los símbolos es el de la Fig. 3.9.

interiores, mientras que la región exterior tiene una evolución más plana manteniendo un valor de (N/O) alto y constante, en concordancia con datos de galaxias enanas. Estos resultados sugieren que la dispersión que se ve en este tipo de gráficas cuando se incluyen datos de otras galaxias (como enanas o DLA) podría ser reproducido si se acepta que diferentes galaxias presentan diferentes historias de formación estelar, tal y como ocurre en el disco de la Vía Láctea. Este razonamiento ya ha sido expuesto por algunos autores, como Henry et al. (2000) y Prantzos (2003), incluso ha sido mostrado por Pilyugin et al. (2003) cuando ha analizado datos de diferentes regiones radiales en galaxias espirales, mostrando el cambio del camino evolutivo en el plano (N/O) vs (O/H) para cada una de ellas. Es evidente que este tipo de comportamiento ha sido conseguido por nuestros modelos, y que los nuevos rendimientos van a ser capaces de emular todo el espectro de datos de mejor manera que los otros. Esta figura junto con la figura 3.8 son las pruebas principales que apuntan a que los rendimientos de Buell (1997) y su posterior revisión son los más adecuados para reproducir los datos relativos al nitrógeno de la Galaxia.

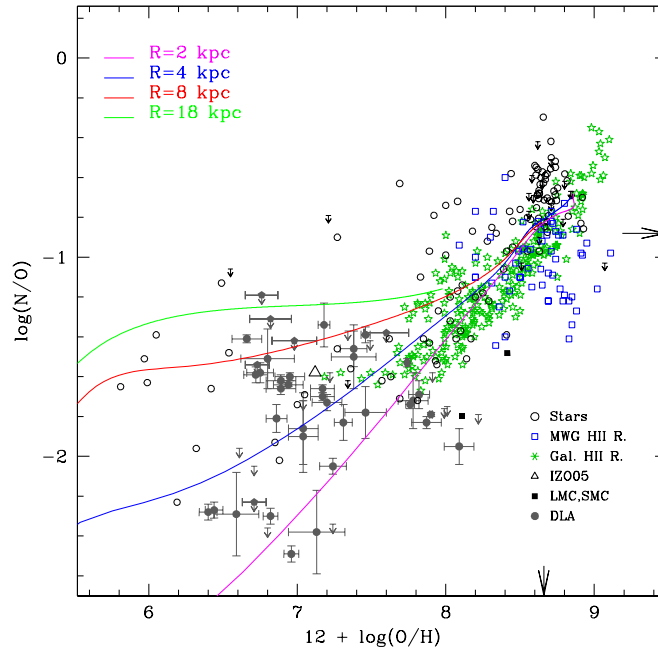


Figura 3.11: Abundancia relativa de (N/O) frente a oxígeno para las mismas regiones que la figura anterior, comparada con datos de regiones HII galácticas y extragalácticas y objetos DLA. Los signos son los mismos que en los casos anteriores.

Carbono vs Hierro

En el caso de la comparación con el hierro tenemos que presentar los tres modelos con las tres técnicas de cálculo de SNIa, para estimar cómo es de grande la dependencia de los resultado con todos los parámetros

Ahora analizaremos la abundancia de carbono comparada con la de hierro. Una vez más no vamos a poder separar los datos de estrellas del halo y del disco por falta de datos cinmáticos. Aunque probablemente haya objetos que no respondan a esta clasificación, aplicaremos un criterio de abundancias: los objetos con valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ mayores de -1.5 los incluimos en la gráfica del disco, los que tengan $[\text{Fe}/\text{H}]$ comprendida entre -1.0 y -1.5 los representaremos en los dos casos: disco y halo, y los datos con $[\text{Fe}/\text{H}]$ menor de -1.0 los incluiremos en la del halo.

El hierro se debe fundamentalmente a las explosiones de SNIa que examinamos anteriormente, no obstante las estrellas masivas también eyectan hierro, y las diferencias entre los rendimientos utilizados para estas estrellas se van a manifestar en los resultados. PCB produce más hierro que WW, y por consiguiente, $[\text{X}/\text{Fe}]$ será menor en el modelo que usa estos valores, independientemente de los rendimientos de estrellas de baja masa elegidos. Cuando las SIN comienzan a explotar, el hierro aparece en el

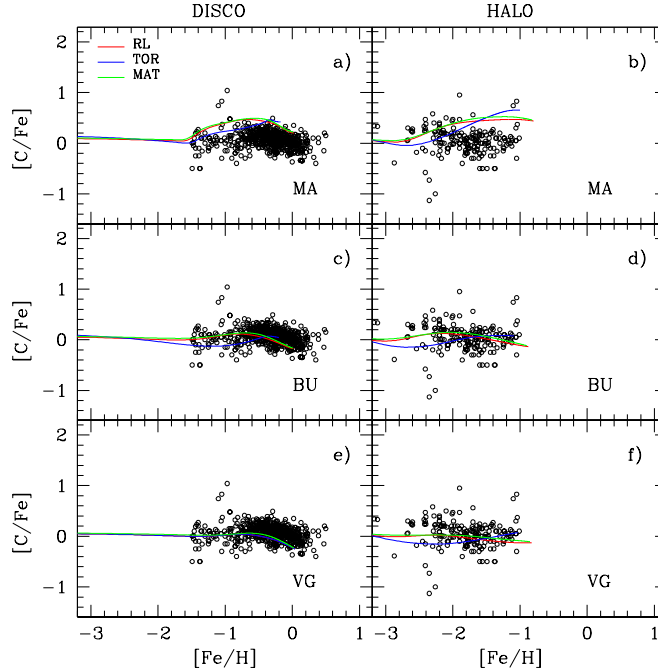


Figura 3.12: Abundancia relativa de carbono respecto a hierro para el halo y el disco, en la vecindad solar. Cada panel corresponde a un solo modelo con las tres técnicas de cálculo de SN, tal y como se indica en el panel a). Los valores observados son los mencionados en el cuadro 3.1.

medio interestelar y el cociente $[X/Fe]$ empieza a disminuir. Con el fin de obtener la misma cantidad de hierro para el momento actual, hemos reducido un poco la tasa de SNIa para el modelo de MA, aunque esto sólo se manifestará para tiempos avanzados.

El cociente entre el carbono y el hierro se muestra en la Fig. 3.12, en los paneles a), c) y e) para el disco y en los paneles b), d) y f) para el halo. Lo primero que salta a la vista es que hasta una metalicidad de $[Fe/H] \sim -2$ todos los modelos llevan una evolución similar. Todos, en un principio, decrecen suavemente cuando aumenta la metalicidad, hasta que la contribución de las estrellas de $4 M_{\odot}$ empieza a aparecer. A partir de aquí, el modelo BU aumenta y forma un máximo tal y como se aprecia en las observaciones. De hecho es difícil distinguir al modelo entre todas las observaciones. Finalmente desciende cuando las estrellas de menor masa evolucionan sin eyectar ni carbono ni hierro. El modelo reproduce bien la tendencia descrita por los círculos vacíos para valores de $[Fe/H] \geq -1$. El modelo VG, sin embargo sigue decreciendo después de esta metalicidad en desacuerdo con los datos. El modelo MA vuelve a poner de manifiesto que sus rendimientos de carbono son demasiado altos, a pesar de que sí manifiesta el cambio de pendiente esperado en torno a $[Fe/H] \approx -1.5$. A pesar de la grna cantidad de datos y de su dispersión, parece que vuelve a ser el modelo BU el que mejor se ajusta a ellos.

Nitrógeno vs Hierro

Al igual que en el caso del carbono, vamos a considerar los tres modelos con las tres técnicas de estimación de las SNIa. En la Fig. 3.13 se representan las nueve posibilidades. De nuevo, volvemos a ver que la dependencia de las técnicas de SNIa es prácticamente indistinguible, por lo que las diferencias en los resultados van a ser dependientes solamente de los conjuntos de rendimientos elegidos. Podremos entonces comparar los modelos desatendiendo el método de estimación de SNIa utilizado. Todos los resultados están de acuerdo en que el primer nitrógeno en ser eyectado es secundario, como se espera de las estrellas masivas, de manera que la pendiente inicial es positiva y grande.

Los modelos MA tienen una tendencia completamente distinta a los BU o VG, sea cual fuere el método elegido para estimar la tasa de SN, por lo que tiene que ser consecuencia de los rendimientos. De hecho es el mismo que se observó en la relación (N/O): el nitrógeno tiene un comportamiento muy secundario con un rendimiento efectivo bajo, y lo pone de manifiesto en el disco y en el halo.

Los modelos BU también tienen el nitrógeno inicial secundario, como cabe esperar de las estrellas masivas, pero para $[\text{Fe}/\text{H}] > -3.5$ ya no se aprecia. La meseta del N se alcanza antes, por lo que a partir de este valor la pendiente en el disco es casi plana. En el halo, sin embargo hay un cambio y pasa a negativa, lo que le permite adaptarse mejor a las observaciones para objetos con $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$. Los modelos VG vuelven a poner de manifiesto su exceso de N, situándose en la zona más alta de las observaciones, tanto en el disco como en el halo.

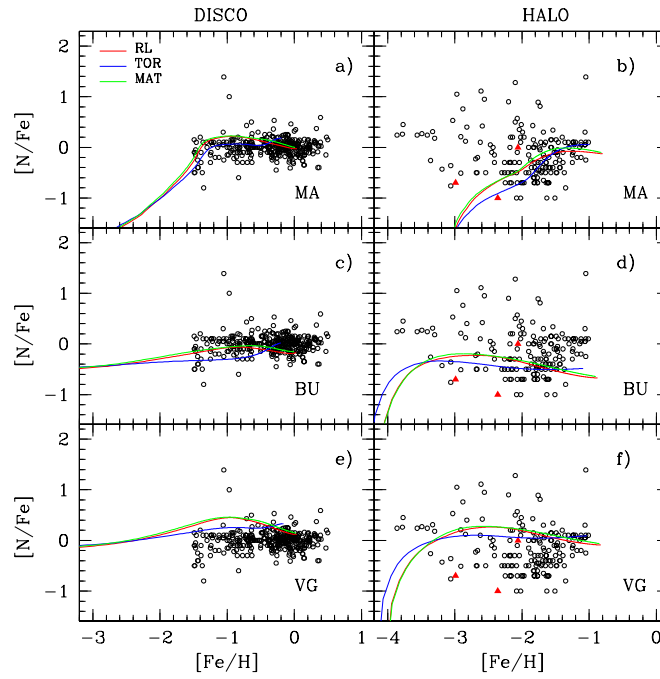


Figura 3.13: Abundancia relativa de nitrógeno respecto a hierro para la región solar. Al igual que en la Fig. 3.12, cada modelo se ha representado en un panel, con las tres técnicas de cálculo de SN.

Capítulo 4

Modelos evolutivos para galaxias enanas

4.1. El modelo de evolución de galaxias enanas

El modelo que hemos usado para esta parte del trabajo es una variación del descrito en el capítulo 2. La diferencia fundamental es que no consideramos regiones radiales, esto es, la galaxia evoluciona como una única región, sin que haya gradientes de abundancias a lo largo de ella. Otra diferencia importante es que la simetría pasa a ser esférica. El gas que va cayendo del halo, o protogalaxia, va a formar una estructura esférica en lugar de un disco.

Dado que estos objetos son de baja masa, y por tanto de escaso potencial gravitatorio, cabría esperar que el tiempo característico de caída de gas fuera mayor que en el caso de la Galaxia, y por ello hemos elegido mayores valores para el tiempo de colapso. La consecuencia de este escenario de formación es que la galaxia va a estar aumentando su masa a lo largo de toda su evolución, y por ello puede formar estrellas sin ver reducida de forma drástica su cantidad de gas. No obstante, como veremos más adelante, el valor de la tasa de caída de gas que resulta es claramente menor que la que postularon autores como Lacey & Fall (1985) o Chiappini et al. (1997) para galaxias espirales.

4.2. Parámetros de los modelos

Las galaxias elegidas para modelar tienen masas que varían entre $7 \times 10^6 M_{\odot}$ (similares a una región HII) hasta $5 \times 10^9 M_{\odot}$. Hay muchas galaxias consideradas enanas que tienen masas mayores, pero como no se van a definir regiones radiales, el modelo

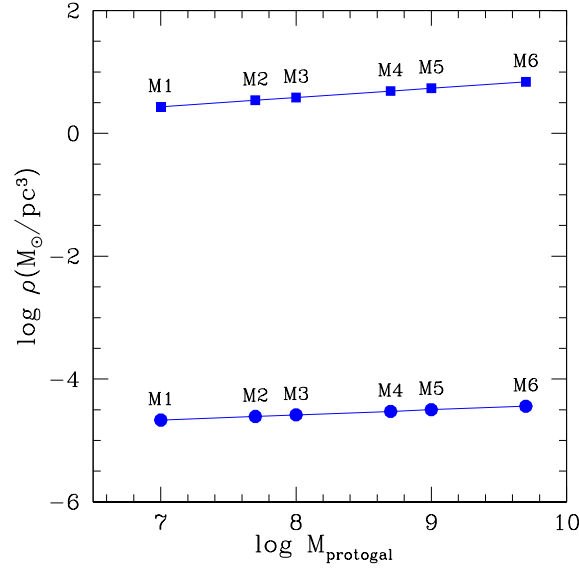


Figura 4.1: Densidades asumidas de la protogalaxia (círculos) y la galaxia (cuadrados) para los seis valores de la masa elegidos, según los modelos descritos en la tabla 4.1. Las líneas representan los ajustes realizados para los modelos de menor masa de Mollá & Díaz (2005)

ha de ajustarse mejor a los objetos de menor masa. Mollá & Díaz (2005) estudian la evolución de las galaxias mayores de las aquí consideradas.

El primer parámetro de entrada que hay que definir es la proporción entre las masas y los radios de la protogalaxia. Para ello se ha extendido la proporción que presentan los objetos menos masivos de Mollá & Díaz (2005) hacia un rango de masas aún más pequeñas. Esta proporción viene definida por la densidad de la protogalaxia, tal y como se muestra en la Fig. 4.1, según la ecuación:

$$\log \rho_{prot} = 0.084 \log M_{prot} - 4.90 \quad (4.1)$$

$$(4.2)$$

4.2.1. Definición de tamaños

Para las cuatro galaxias menores de Mollá & Díaz (2005) se ha calculado el cociente entre el radio de la protogalaxia R_{prot} y el radio característico de la galaxia resultante, R_{gal} . Para estos objetos $R_{prot}/R_{gal} \simeq 50$, y con esta proporción se ha trabajado. En la tabla 4.1 se presentan los valores de la masa dinámica y los radios de la protogalaxia y la galaxia.

Cuadro 4.1: Relación de masas y radios

Modelo	Masa dinámica en $10^6 M_{\odot}$	Radio de la protogalaxia en kpc	Radio de la galaxia en pc
M1	10	4.81	96
M2	50	7.86	151
M3	100	9.71	184
M4	500	15.90	290
M5	1000	19.60	353
M6	5000	32.10	557

Cuadro 4.2: Valores las eficiencias de formación estelar

Eficiencia	ϵ_{μ}	ϵ_h
Muy baja	6.74×10^{-3}	3.73×10^{-6}
Baja	0.0174	4.01×10^{-5}
Media-Baja	0.0408	3.36×10^{-4}
Media	0.165	0.0111
Alta	0.638	0.325
Muy alta	0.951	0.883

4.2.2. Definición del tiempo de colapso y eficiencias en formación estelar

Se han desarrollado modelos para varios valores de tiempo de colapso y eficiencia de formación estelar. Lo que es común en todos los casos es el conjunto de rendimientos estelares empleado, que son los descritos anteriormente como BU, y las tasas de supernovas, que son las calculadas con la técnica RL. Los valores del tiempo de colapso que hemos tomado son todos mayores que los que se suponen para galaxias espirales, aunque, como se verá más adelante, los más altos no son valores realistas. Concretamente hemos elegido 8, 20, 40 y 60 Giga-años. Para las eficiencias, hemos agrupado los valores relativos a la formación de nubes y de estrellas en pares coherentes dado que, si suponemos que las condiciones son adecuadas para la formación de nubes moleculares, también lo serán para la formación de estrellas y viceversa (Mollá & Díaz, 2005). Hemos desarrollado modelos para seis pares de valores distintos, que van desde muy baja a muy alta eficiencia, que se presentan en el cuadro 4.2.

Combinando todas las posibilidades se obtienen 24 modelos para cada valor de la masa de la galaxia, es decir un total de 144 modelos. Los resultados de estos modelos se detallan a continuación.

Cuadro 4.3: Criterio de colores en la representación de los modelos

Número de modelo	Masa dinámica en $10^6 M_{\odot}$	Color
M1	10	Rojo
M2	50	Naranja
M3	100	Amarillo
M4	500	Verde
M5	1000	Azul
M6	5000	Morado

Cuadro 4.4: Criterio de colores en la representación de las eficiencias

Eficiencia en formación estelar	Color
Muy Baja	Rojo
Baja	Naranja
Media-Baja	Amarillo
Media	Verde
Alta	Azul
Muy Alta	Morado

4.3. Resultados relativos a la evolución química

Los resultados de los modelos los representaremos con círculos, según un criterio de colores que mantendremos para todo el trabajo. El significado es el que se indica en la tabla 4.3. En las gráficas en las que representamos evoluciones temporales, indicaremos en el margen derecho la masa de la galaxia a que se refiere, en la parte superior el tiempo de colapso del que se trate, y los colores indicarán el valor de la eficiencia de formación estelar, según la tabla 4.4

4.3.1. El escenario evolutivo

A partir de una protogalaxia de gas primordial, éste va precipitando hacia la región central. El tiempo característico de caída está regido por el tiempo de colapso, por tanto para cada valor de la masa de la protogalaxia solamente tenemos cuatro valores de la masa final de la galaxia, que serán tanto mayores cuanto menor sea el valor del tiempo de colapso, tal y como se aprecia en el panel superior de la Fig. 4.2. Se han representado los valores de la masa de la galaxia al final de su evolución, uniéndolos con líneas los que corresponden al mismo tiempo de colapso. En este caso la eficiencia en formación estelar no tiene ningún efecto ya que se trata solamente del valor de la masa, no de su contenido en gas o estrellas. Se puede comprobar que, tal y como se espera,

los modelos con menor tiempo de colapso son los que conducen a una galaxia de mayor tamaño para la misma masa de la protogalaxia.

En panel inferior se presenta la cantidad de gas del medio interestelar. Esta última cantidad, además de depender del tiempo de colapso, lo va a hacer también de la eficiencia en formación estelar: cuanto mayor sea, menor será la proporción de gas, que disminuye a expensas de la formación estelar. La distancia entre las líneas de igual color marca el intervalo de valores obtenidos para cada masa, como consecuencia de la formación estelar, para un mismo tiempo de colapso.

A modo de ejemplo, representamos en la parte izquierda de la Fig. 4.3 la evolución de la galaxia de mayor masa en los cuatro casos extremos. Los paneles a) y b) corresponden a la mínima eficiencia en formación estelar, mientras que los paneles c) y d) representan el caso de máxima eficiencia. Por columnas, los paneles a) y c) corresponden al menor tiempo de colapso, esto es, la mayor tasa de caída de gas; y en los paneles b) y d) se representa el caso opuesto: tasa de caída de gas mínima. Como ya hemos indicado, el tamaño de galaxia que se alcanza es una función exclusiva del tiempo de colapso, y así se aprecia si se observa por columnas: el valor final de la masa total -representada en negro- es el mismo. Por otra parte, en el caso de mínima eficiencia, -observando el gráfico por filas- la mayor parte del contenido de la galaxia es gaseoso, siendo la masa total y la masa de gas prácticamente iguales, porque el contenido estelar es mínimo (las líneas negra y azul coinciden). En el caso opuesto, de eficiencia máxima, la componente estelar es responsable de casi toda la masa de la galaxia (las líneas negra y verde coinciden). La variación de la cantidad de gas tiene un comportamiento diferente en ambos casos extremos. Si la eficiencia es muy pequeña, a pesar de que se lleve a cabo cierta formación estelar, la componente gaseosa aumenta siempre. Es decir, la tasa de caída es mayor que el gasto de gas en formación de estrellas. Pero si la eficiencia es muy grande, se gasta más gas del que está cayendo, por lo que, a partir de un cierto instante, la masa de gas es una función decreciente. En el panel derecho de la Fig. 4.3 representamos la evolución de la tasa de caída de gas a lo largo del tiempo para este mismo conjunto de modelos, en sus cuatro posibilidades.

En la Fig. 4.4 se muestra la evolución del gas para todos los modelos de todos los tamaños, que se presentan separados en paneles según el valor del tiempo de colapso y la masa dinámica. Los valores de las eficiencias en formación estelar son los indicados en la tabla 4.4.

4.3.2. Formación estelar

A diferencia de otros modelos en los que se supone una forma funcional para la tasa de formación estelar, en nuestro modelo, ésta es un resultado, consecuencia del conjunto de parámetros elegido.

En la Fig. 4.5 se representan las historias de formación estelar correspondientes a

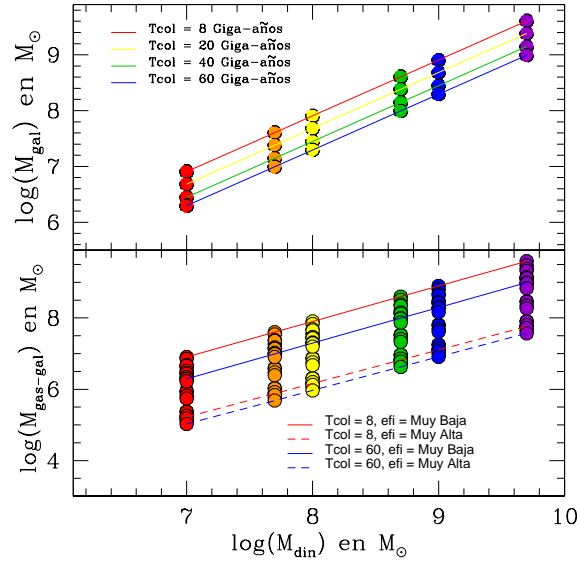


Figura 4.2: Panel superior: Masa final de la galaxia para cada valor de la masa de la protogalaxia, o masa dinámica, según el tiempo de colapso. Panel inferior: Componente final de gas de cada galaxia dependiendo del tiempo de colapso y de la eficiencia.

todos los modelos. Al igual que en la Fig. 4.4, se han agrupado los paneles por tiempo de colapso y masa de la galaxia, representando conjuntamente todos los valores de las eficiencias. Observando la gráfica por columnas se aprecia que el factor de escala es poco influyente en la historia de la formación estelar: los paneles de la misma columna presentan historias de formación estelar cualitativamente similares para un mismo valor de la eficiencia. Este hecho es consecuencia de haber elegido de forma escalada las densidades de la protogalaxia y la galaxia, lo que hace que los resultados sean congruentes. La formación estelar en todos los modelos es continua -que no constante- y está exenta de brotes.

Los modelos con mayor eficiencia alcanzan muy pronto el valor máximo de la tasa de formación estelar, y a partir del cual se transforma en una función decreciente, como consecuencia de la reducción del gas disponible. En el otro extremo, los modelos con menor eficiencia tienen siempre gas en abundancia para llevar a cabo procesos de formación estelar, de manera que la TFE es una función creciente a lo largo de toda la historia de la galaxia. Entre ambas situaciones, se encuentran galaxias que mantienen un valor prácticamente constante durante largos periodos de tiempo.

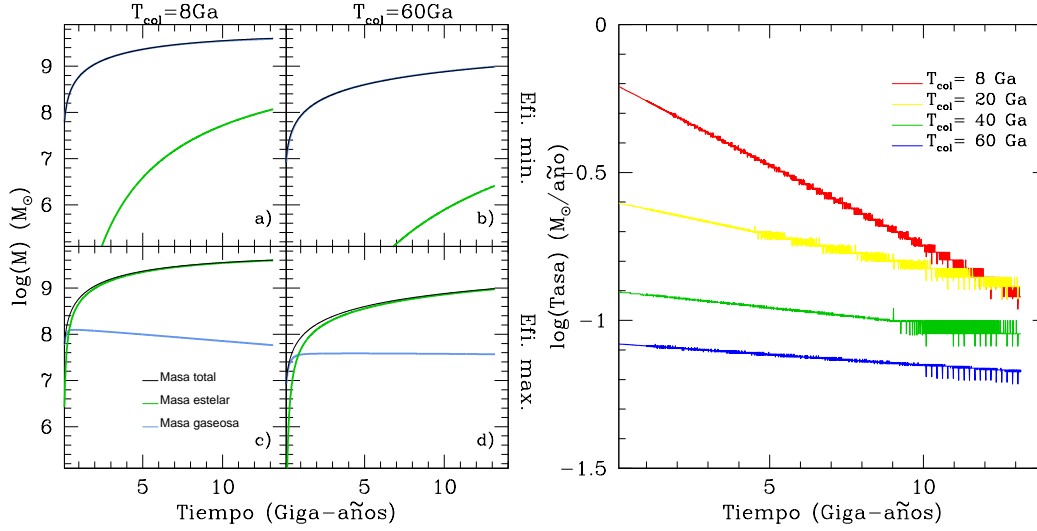


Figura 4.3: Figura de la izquierda: evolución de la masa de la galaxia, masa en forma de gas y masa estelar del modelo mayor, en los casos extremos. Los paneles a) y b) corresponden a la mínima eficiencia en formación estelar. Los paneles c) y d) representan el caso de máxima eficiencia. Por columnas, los paneles a) y c) corresponden al menor tiempo de colapso y en los paneles b) y d) se representa el caso opuesto: tasa de caída de gas mínima. Figura de la derecha: Evolución de la tasa de caída de gas para los cuatro valores del tiempo de colapso en el caso de los modelos correspondientes a la galaxia de mayor masa.

4.3.3. Evolución temporal de las abundancias elementales del gas

Oxígeno

Al igual que hemos hecho en el capítulo anterior, nos centraremos en las abundancias de los elementos del ciclo CNO y del hierro. El primer elemento a estudiar es el oxígeno. Se suele tomar como elemento *patrón* a la hora de tipificar la metalicidad del medio interestelar: es el elemento más abundante después del hidrógeno y el helio y presenta líneas fuertes en la parte visible del espectro. Al ser un elemento generado principalmente en estrellas masivas, está presente en el medio interestelar desde los inicios de cualquier episodio de formación estelar.

La Fig. 4.6, muestra la evolución temporal de la abundancia de (O/H) para los distintos modelos calculados. Cuando la eficiencia en formación estelar es grande, el oxígeno alcanza un alto valor muy pronto, que luego se mantiene prácticamente constante. Sin embargo, cuando la eficiencia es pequeña, se forman menos estrellas en la unidad de tiempo, por lo que la aparición del oxígeno es más gradual, alcanzándose su abundancia máxima en el momento presente.

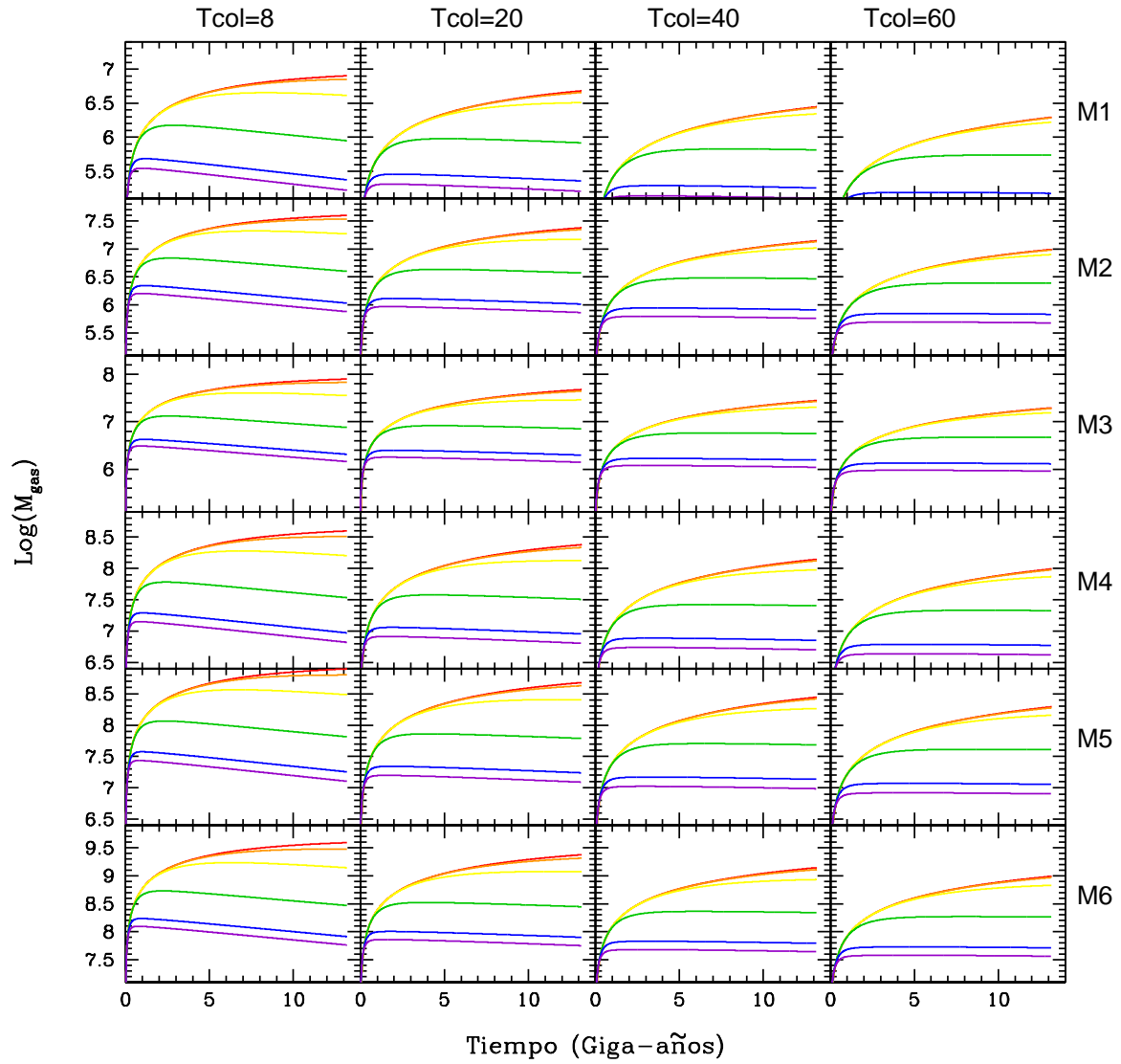


Figura 4.4: Evolución de la masa total de gas en la galaxia para todos los modelos. En el margenn derecho se indica el valor de la masa de la galaxia a que se refiere cada panel, y en la parte superior el tiempo de colapso. El criterio de colores es el descrito en la tabla 4.4

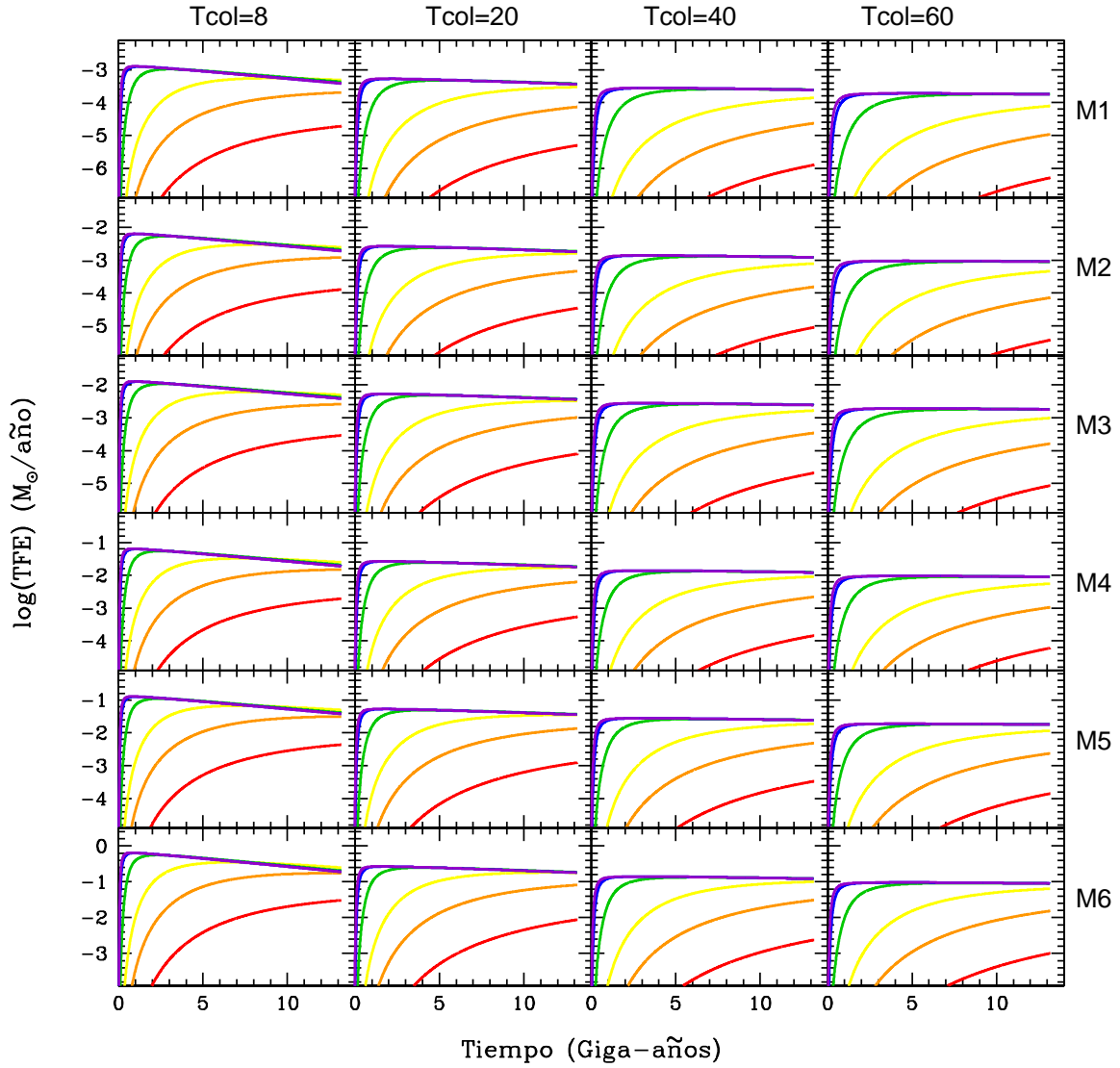


Figura 4.5: Historias de formación estelar expresadas en $M_{\odot}/\text{año}$. La correspondencia de los colores con la eficiencia es la indicada en la tabla 4.4. En la mayoría de los casos las gráficas azul y morada se solapan, y ambas pasan por su valor máximo antes del primer Giga-año.

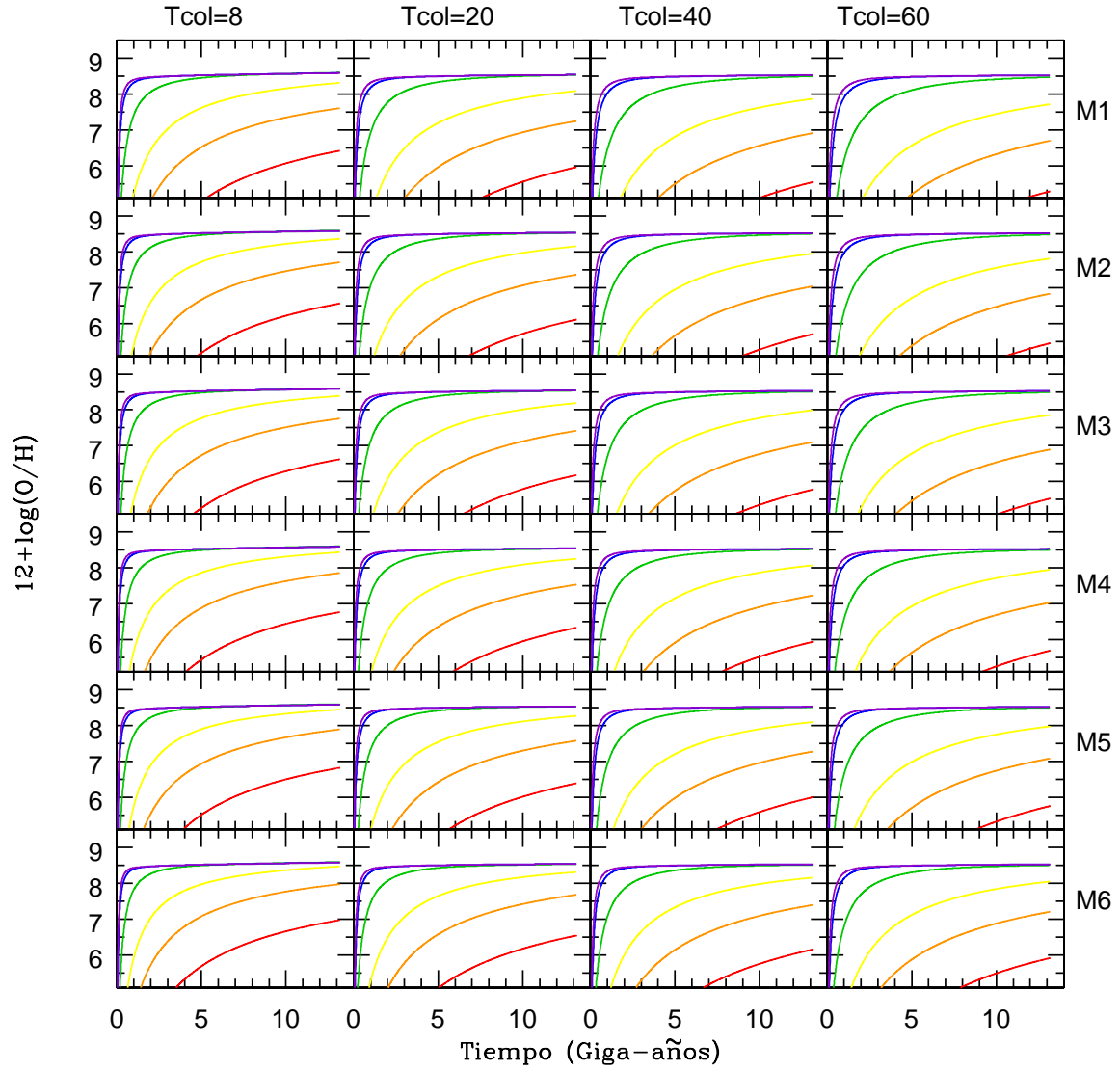


Figura 4.6: Evolución temporal de la abundancia de oxígeno.

Carbono

En la Fig. 4.7 se representa la evolución de la abundancia relativa entre el carbono y el oxígeno frente a la abundancia de éste último, siguiendo el mismo criterio de colores que en los gráficos anteriores. El origen nucleosintético del carbono es complejo (ver Anexo A) y esto se refleja en las distintas relaciones (C/O) vs (O/H) mostradas por cada modelo.

El valor final de la abundancia relativa de (C/O) es poco dependiente del modelo, con una variación entre los casos más extremos de, a penas, 0.1 dex. La variación entre unas eficiencias y otras se pone de manifiesto en el valor del oxígeno, y en el camino recorrido. Los modelos de eficiencias grandes son los que presentan una primera parte con pendiente muy plana, que posteriormente sube hasta valores altos (similar a lo que se vio en el caso de la Vía Láctea), mientras que los que tienen menor formación estelar tienen una pendiente diferente de cero.

Nitrógeno

De igual forma que en el caso del (C/O), en la Fig. 4.8 se representa la evolución de la abundancia relativa de (N/O). Como ya se expuso anteriormente, el nitrógeno se forma a partir del carbono, por lo que su comportamiento respecto a las eficiencias es similar al de ese elemento. El hecho de que el carbono del que se forme se haya generado a lo largo de la evolución de la estrella, o por el contrario, esté originalmente debido a la metalicidad del gas, es lo que le va a conferir el carácter primario o secundario respectivamente.

Es importante destacar que los modelos reproducen la dispersión de datos que se observa para bajas metalicidades, aunque no para las zonas de altas metalicidades. Hay que tener en cuenta que las galaxias que se están modelando son enanas, y observacionalmente se comprueba que presentan bajos valores de abundancia de oxígeno, $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.2$

La pendiente de la relación entre (N/O) y (O/H) es mayor cuanto menor es el tiempo de colapso y mayor es la eficiencia. Estos modelos forman muchas estrellas en un principio, antes del primer Giga-año de evolución, y el nitrógeno que se haya producido por esta población entrará pronto a formar parte del medio interestelar. Como la formación estelar continúa siendo alta (como se ve en la Fig. 4.5, gráficas moradas y azules) se sigue eyectando nitrógeno al medio por las estrellas intermedias, a la par que las estrellas masivas de nueva formación siguen introduciendo oxígeno.

En el extremo contrario se encuentran los modelos con tiempo de colapso largo y eficiencia baja. En este caso la formación estelar al principio de la evolución es extremadamente baja, por lo que hay muy poco oxígeno y nitrógeno, y el cociente entre ambos permanece invariable. La situación no cambia hasta que el número de

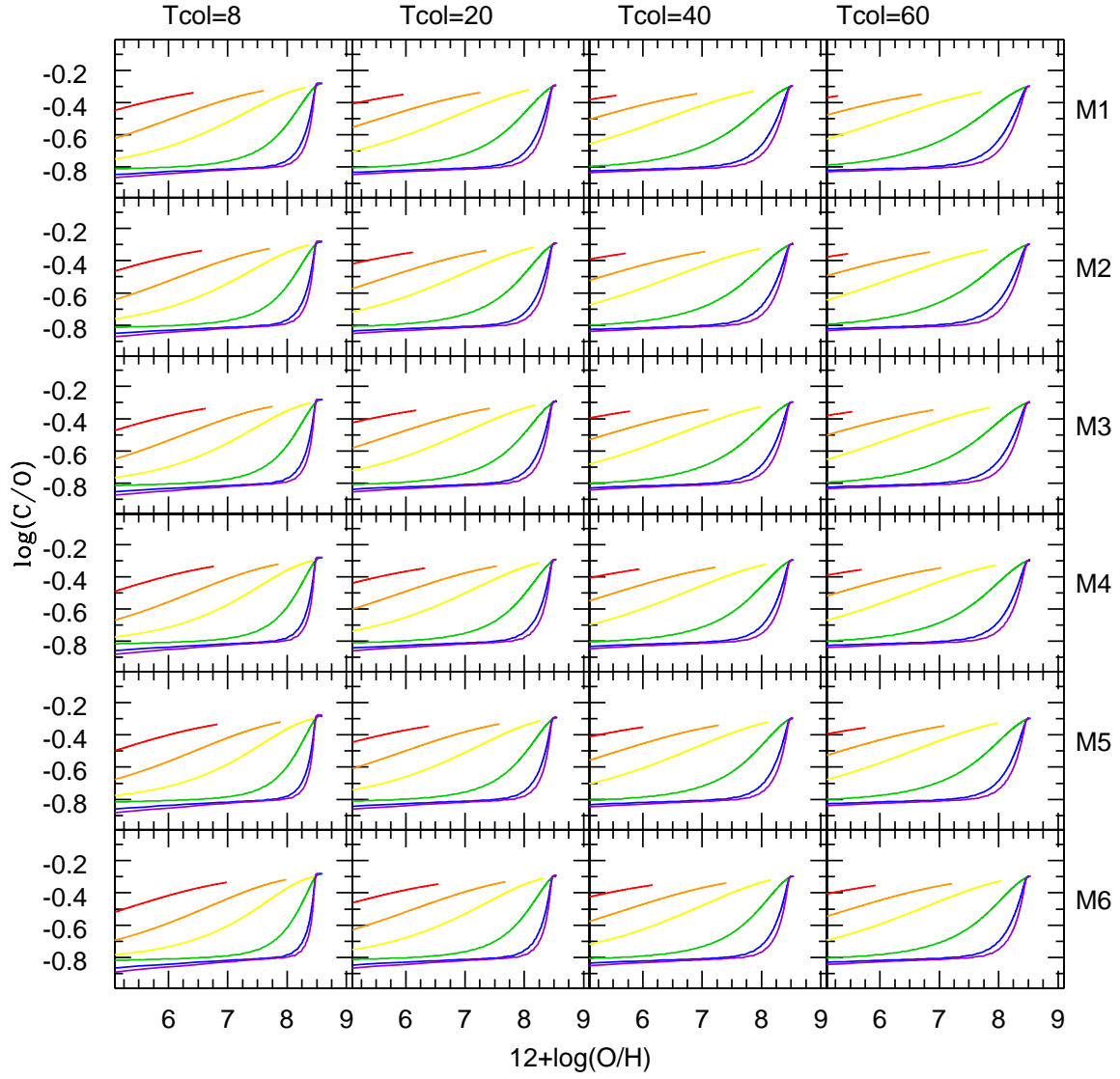


Figura 4.7: Evolución de la abundancia de C/O.

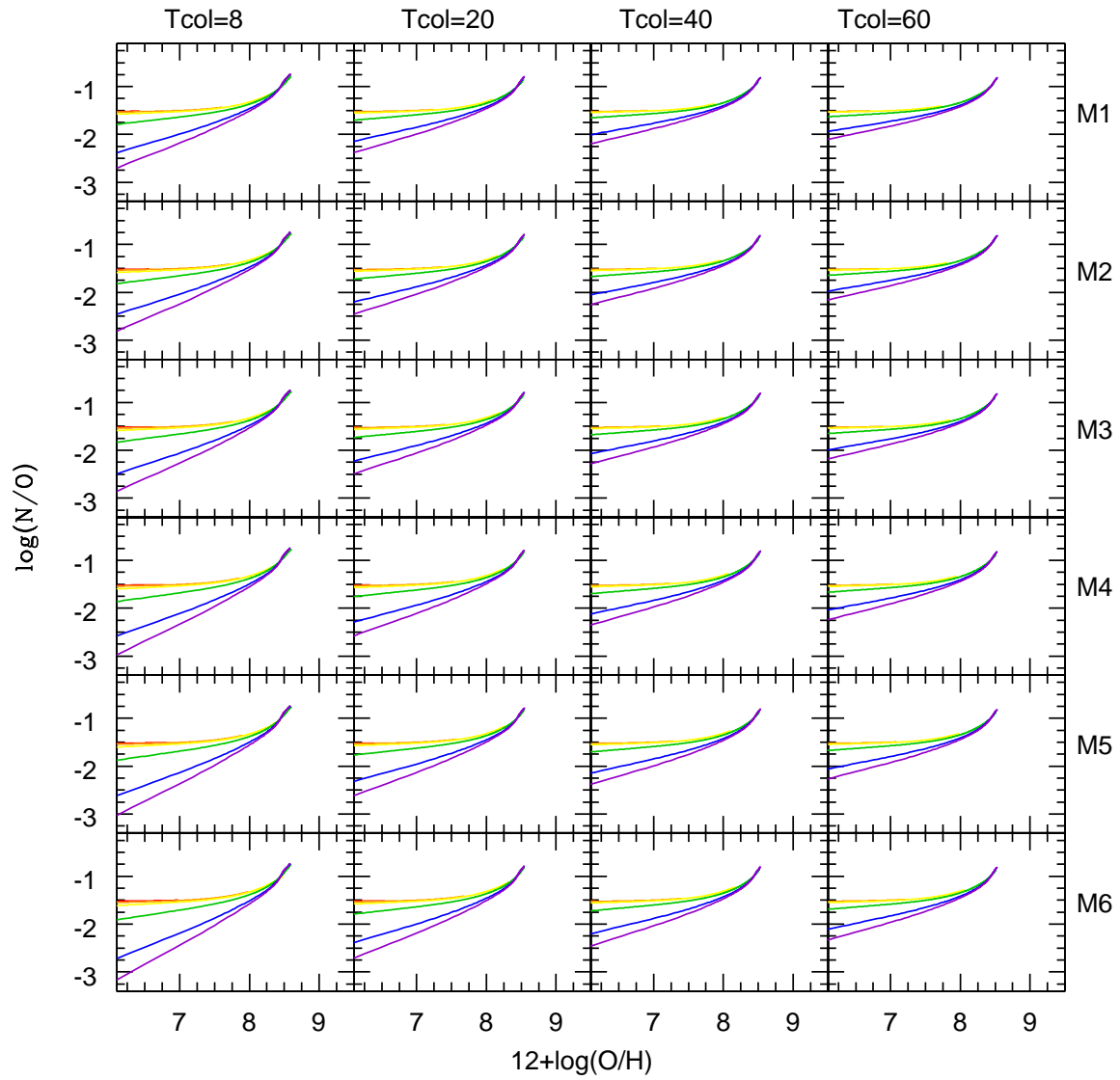


Figura 4.8: Evolución de la abundancia de N/O.

estrellas formado es suficientemente grande, y ésta se produce para tiempos próximos al presente.

Hierro

Al igual que le ocurre al oxígeno, el hierro ha sido tradicionalmente uno de los marcadores de la metalicidad, pero en este caso relativo a la población estelar. El hierro es un elemento generado en las fases finales de la evolución estelar, fundamentalmente por eventos del tipo SNIa, (ver Anexo A), que le hace ser detectable solamente cuando estas estrellas han comenzado a morir. Aparece tarde y llega a alcanzar el valor de la vecindad solar cuando existe una población suficientemente numerosa a la vez que vieja. Las galaxias enanas que evolucionan aisladas (enanas irregulares y BCD) tienen pocas estrellas, y la mayoría jóvenes. Incluso hay algunas galaxias BCD en las que ni si quiera se ha podido detectar con claridad una población subyacente. Con todo esto es de esperar que su contenido en hierro sea claramente deficitario.

En la Fig. 4.9 se representa la Relación Edad-Metalicidad. Es un buen indicativo del correcto funcionamiento de los modelos el que sólo se alcancen valores de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0$ para los casos más extremos, mientras que en el resto de ellos, el hierro resulta escaso comparado con el valor medido en la vecindad solar, como ocurre en la mayoría de las galaxias que se desean modelar. El mínimo valor obtenido para el tiempo presente es $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3.0\text{dex}$

4.3.4. Valores de las abundancias en el tiempo presente

En la Fig. 4.10 se presentan los valores finales de la evolución para las abundancias relativas (N/O) y (C/O). En estas gráficas cada color representa un valor de la masa dinámica, siendo los modelos de mayor eficiencia los que muestran mayor abundancia. Las trazas son los caminos evolutivos seguidos en cada caso.

En estos gráficos no se aprecia la dispersión observada. La razón es que son puntos que se obtienen de simulaciones con el mismo tiempo de evolución. Es decir, estamos suponiendo que todos los objetos comenzaron a formar estrellas, con diferentes ritmos, en el mismo instante y las formaron durante la misma cantidad de tiempo, además de haber supuesto que todas las masas dinámicas están en consonancia con todas las densidades. Esta homogeneidad de parámetros produce una colección de datos exentos de dispersión, pero no ocurre lo mismo si tenemos en cuenta el camino seguido para llegar a esos valores, marcados con las trazas de evolución. El área delimitada por todas las líneas y todos los puntos será la zona en la que compararemos los resultados, habida cuenta de que los objetos observados no van a tener todos una edad igual a 13.2 Giga-años. Las galaxias más jóvenes no se situarán en la zona de puntos, sino que coincidirán con algún tramo de la traza, anterior a su extremo final.

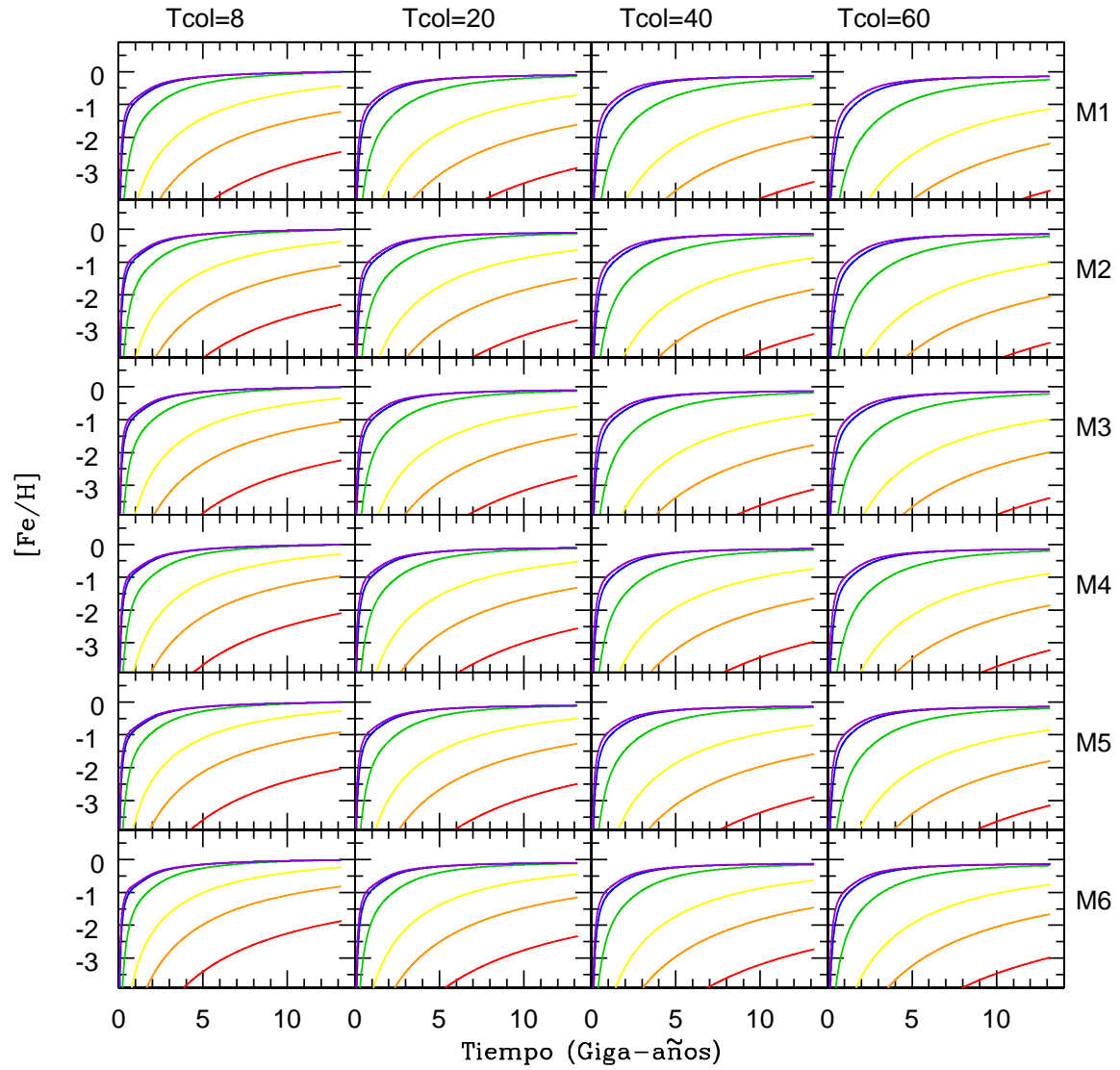


Figura 4.9: Relación Edad-Metalicidad. La correspondencia de los colores con la eficiencia, y la numeración de los modelos es la misma que en las figuras anteriores. Solamente los modelos de máxima eficiencia y mínimo tiempo de colapso llegan al final al valor solar.

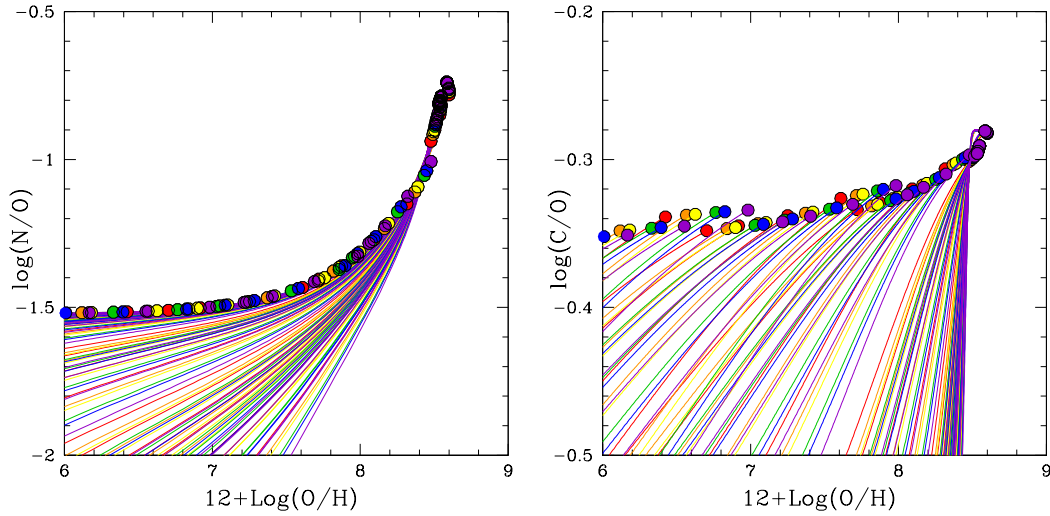


Figura 4.10: Panel izquierdo: valores finales de la abundancia de nitrógeno. Las líneas marcan las trazas de evolución. Panel derecho: valores finales de la abundancia de carbono, indicando también las trazas de la evolución

En la Fig. 4.11 se comparan las abundancias de hierro y oxígeno. Tal y como mencionamos al principio, las tasas de SNIa que hemos elegido son las de Ruiz-Lapuente y los rendimientos de estrellas masivas son los de Woosley & Weaver (1995) en los que se ha reducido el hierro eyectado en un factor 2. Solamente los modelos de mayor eficiencia y mayor masa se acercan a un valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ solar.

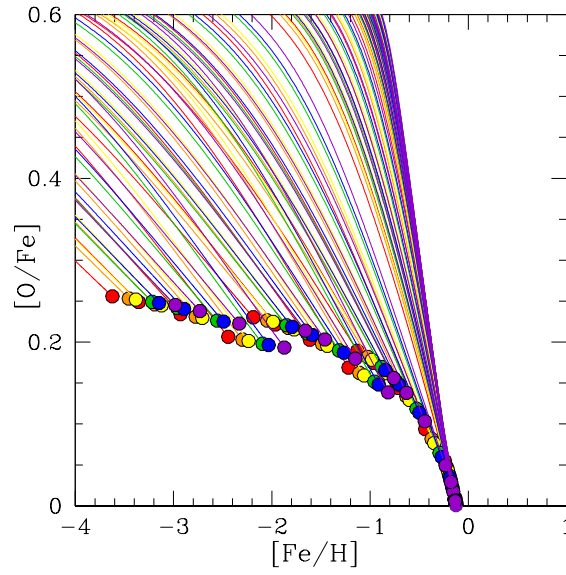


Figura 4.11: Relación entre el hierro y el oxígeno.

4.4. Resultados relativos a la evolución espectro-fotométrica

4.4.1. Modelos de Síntesis de Poblaciones Simples

Una población estelar simple (PES) está formada por la cantidad de estrellas de distintas masas -de acuerdo a una determinada Función Inicial de Masa- que se forman en un intervalo de tiempo lo suficientemente corto como para considerar que se han formado todas a la vez. Se considera que todos los objetos de una PES tiene la misma edad y se han formado a partir del mismo gas, y por tanto con la misma metalicidad.

Para obtener la distribución espectral de energía de estas PES hemos recurrido a los modelos de Garcia-Vargas et al. (1998), actualizados en Mollá et al. (2009).

Estos modelos están calculados usando una FIM de Salpeter (1955) para diferentes límites inferior y superior de masa: $0.85 M_{\odot}$ y $120 M_{\odot}$; $0.15 M_{\odot}$ y $100 M_{\odot}$, y $1 M_{\odot}$ y $100 M_{\odot}$. Además han calculado modelos con las FIM de Ferrini et al. (1990), Kroupa (2002) y Chabrier (2003), para intervalos de masas entre $0.15 M_{\odot}$ y $100 M_{\odot}$.

Las isocronas utilizadas son las de Bressan et al. (1998) que consideran *overshooting* y pérdidas de masa, para seis diferentes valores de la metalicidad: $Z=0.0001$, 0.004 , 0.008 , 0.02 y 0.05 . El menor valor de la metalicidad no se había incluido en trabajos previos hasta el momento. El intervalo de edad abarca desde $\log(t) = 5.00$ hasta 10.30 , con una resolución de $\Delta\log(t)$ de 0.01 para las edades más jóvenes.

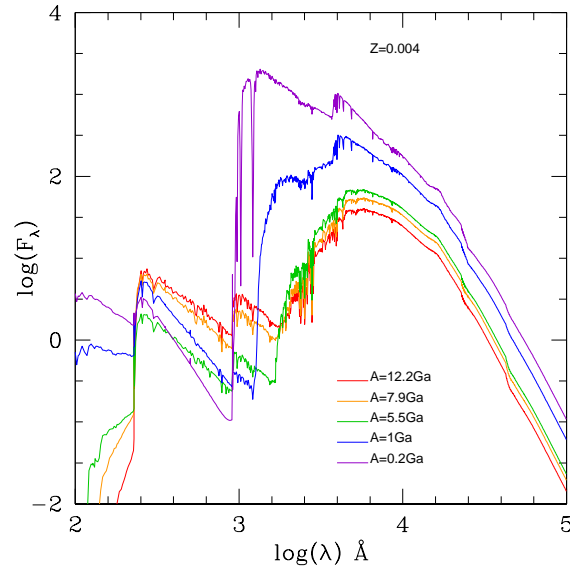


Figura 4.12: DEE para una población estelar simple de metalicidad $Z=0.004$ en diferentes edades, tomando la función inicial de masas de Ferrini et al. (1990) con límites inferior y superior de $0.15 M_{\odot}$ y $100 M_{\odot}$ respectivamente.

Las distribuciones espectrales de energía (DEE) de las estrellas incluidas en cada isocrona se obtienen a partir de los modelos de atmósferas estelares. Para estrellas con temperatura efectiva menor de 25000K los modelos empleados son los de Lejeune et al. (1997). En el caso de estrellas O, B y Wolf-Rayet, se utilizan los modelos NLTE de Smith et al. (2002), que consideran valores de la metalicidad $Z = 0.001, 0.004, 0.008, 0.02$ y 0.04 . Estos modelos incorporan el efecto de *blanketing* metálico a los modelos de Pauldrach et al. (2001) para estrellas tipo O, y Hillier & Miller (1998) para estrellas WR. Para estrellas post-AGB y nebulosas planetarias, con $220000 > T_e > 50000\text{K}$ se han usado los modelos NLTE de Rauch (2003). Para mayores temperaturas se utiliza la distribución de cuerpo negro.

El primer resultado de estos modelos es una tabla que confecciona el diagrama HR para cada valor de la edad y la metalicidad. Con el fin de conseguir la distribución espectral de energía, se calcula el número de estrellas que hay en cada unidad de área del diagrama H-R, y se asigna el modelo de atmósfera estelar más próximo. A la distribución espectral obtenida, se le suma la emisión del continuo nebuloso, suponiendo que el gas tiene una temperatura electrónica, T_e , dependiente de la metalicidad. El resultado final, sumando ambas distribuciones, es el espectro total para cada valor de la edad y la metalicidad, para cada una de las FIM elegidas, que nosotros utilizaremos como librerías espectrales. El rango en longitudes de onda abarca desde 91 hasta 160000 \AA , con una resolución media en el óptico de 20 \AA . En la Fig 4.12 se muestran las DEE de una población simple de metalicidad $Z=0.004$ para diferentes edades.

Como la formación estelar en nuestros modelos es continua, asimilamos la población estelar a una sucesión de PESs, correspondiendo cada una a un paso de tiempo del modelo evolutivo. Para cada una de ellas obtenemos su distribución espectral de energía (DEE), y del conjunto de todas ellas, a tenor de su edad y metalicidad, resulta el espectro de la galaxia en cuestión.

$$F_{\lambda}(t) = \int S_{\lambda}(z(t'), \tau(t')) dt' \quad (4.3)$$

Donde $\tau(t') = t - t'$.

Con el fin de comprobar el camino evolutivo de la DEE, hemos seguido este proceso para diferentes instantes de tiempo, concretamente, para cada Giga-año de evolución. De esta forma, de cada modelo tenemos 14 espectros correspondientes a los tiempos: 1, 2, 3, ..., 12, 13 y 13.2 Giga-años.

4.4.2. Distribuciones espectrales de energía

El primer resultado obtenido y del que se deducen los demás es la DEE de cada modelo para diferentes valores del tiempo, esto es, diferentes estados de evolución. En la Fig. 4.13 se presentan las diferentes distribuciones espectrales para los dos casos extremos de formación estelar de la galaxia de mayor masa: máximo y mínimo, evaluados en diferentes estados de tiempo. En el panel izquierdo se muestra el caso correspondiente a la mayor eficiencia, y en él se indica el significado de cada color.

Cada espectro corresponde a un determinado tiempo de evolución de la galaxia. Dado que la formación estelar es continua, en todos los casos hay población joven, y la diferencia entre unos espectros y otros es la proporción entre la población vieja y la joven, y el tiempo que cada generación ha tenido para evolucionar.

En el supuesto de máxima eficiencia en formación estelar, la mayor parte de las estrellas se han formado en tiempos pasados, por lo que el peso de la población estelar subyacente es muy grande, y a pesar de que la tasa de formación estelar es la mayor de todos los casos modelados, la influencia en el espectro de las últimas generaciones se ve apantallado por la abundancia de estrellas viejas.

En el lado contrario tenemos el caso de eficiencia en formación estelar mínima. En este modelo, la formación estelar empieza a ser relevante muy tarde, porque la tasa de caída de gas es muy pequeña y a la vez la eficiencia en formación de nubes y estrellas también lo es. Como resultado de estos dos hechos, la TFE es una función creciente con el tiempo, por lo que las generaciones jóvenes siempre serán más masivas que las viejas, y en consecuencia dominarán la distribución espectral de energía. En la observación, se manifiesta como una galaxia poco brillante y azul.

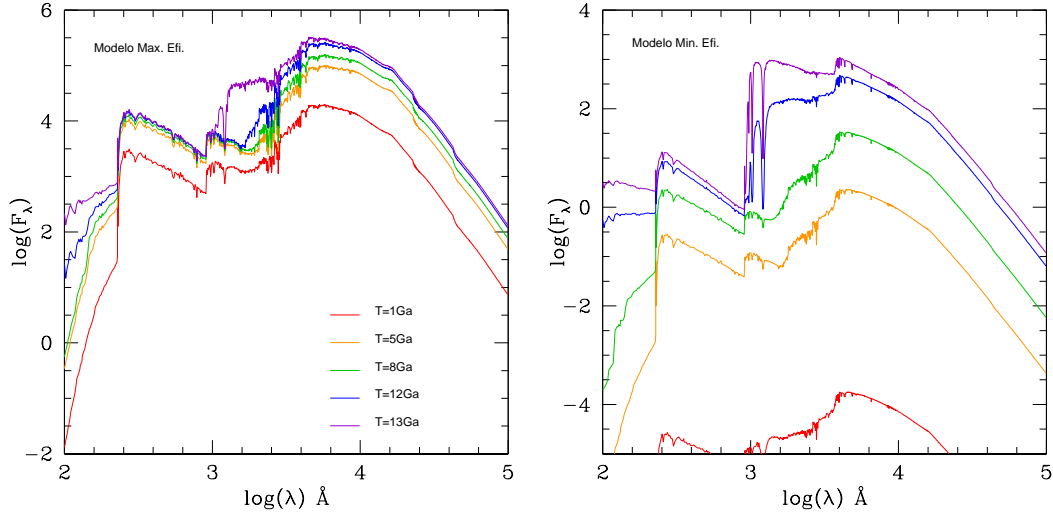


Figura 4.13: Distribuciones espectrales de energía para los modelos de mayor masa (M6) en los casos extremos de máxima formación estelar (izquierda) y mínima (derecha). Los espectros se han normalizado al valor del flujo a 4000\AA .

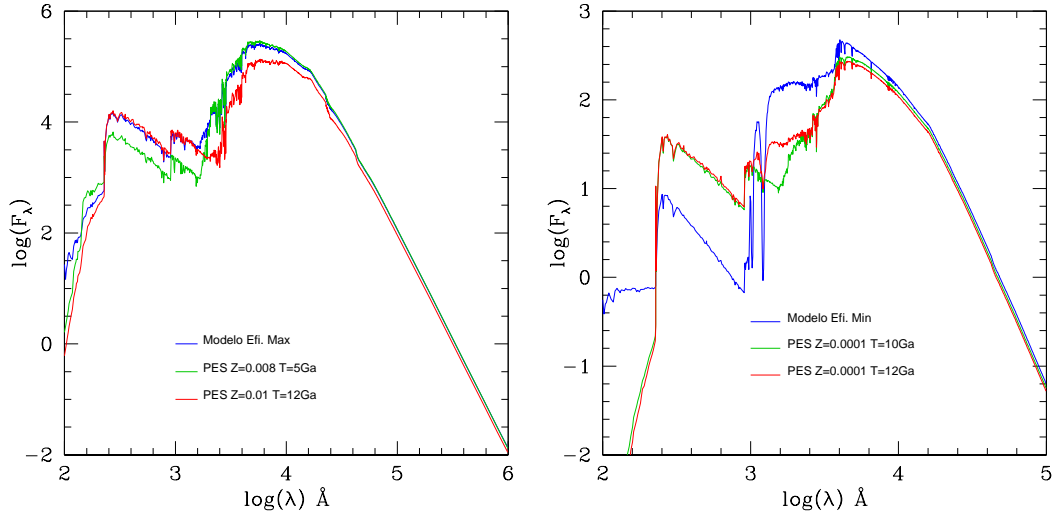


Figura 4.14: Comparación de las DEE de los dos modelos extremos de la Fig.4.13 con poblaciones estelares simples. En verde se representa la PES que tiene una edad y una metalicidad igual a los valores medios del modelo, y en rojo la que corresponde a los valores finales de edad y metalicidad. En el panel de la derecha, la metalicidad media y final del modelo son extremadamente pequeñas, por lo que ha sido necesario en ambos casos elegir los modelos de síntesis de poblaciones de menor metalicidad.

Una consecuencia directa del proceso de formación estelar continua es que las DEE no son asimilables a poblaciones estelares simples. Para ponerlo de manifiesto se ha calculado el valor de la metalicidad media de todas las poblaciones de cada modelo (asimilando una a cada paso de tiempo) y la edad media de todas ellas y se ha comparado la DEE del modelo con la correspondiente a una población estelar simple que tuviera la edad y metalicidad media antes obtenidas. Como se aprecia en la Fig.4.14 en la que se representa el modelo en color azul y la PES de edad y metalicidad media en verde, hay claras discordancias entre ambos, en los dos casos elegidos.

Además se ha comparado el espectro con el de una PES cuya edad y metalicidad fueran iguales a los valores finales de la evolución (Fig.4.14 en color rojo), pero tampoco hay correspondencia entre ambos. La distribución espectral de energía de una galaxia con una historia de formación estelar más o menos compleja no es asimilable a la de una población estelar simple, sea cual fuera su edad y metalicidad.

A partir de las distribuciones espectrales de energía, integrando el espectro para los valores de los diferentes filtros, se han calculado las magnitudes y los colores de cada modelo para dos sistemas fotométricos: el de Johnson (UBVR_IJHKL) y el del proyecto Sloan Digital Sky Survey (SDSS) (griz), de los que presentamos las funciones de transmisión en la Fig. 4.16.

4.4.3. Relación Masa-Luminosidad

La obtención de la masa dinámica de las galaxias dIrr a través de la curva de rotación apunta a que estos sistemas tienen dos componentes diferenciadas: una primera componente, con valor fijo M/L , en la que la masa y la luz van parejas; y una segunda, causada por un halo de materia oscura que sigue el patrón de una esfera isoterma. En el estudio de las galaxias del G.L. Mateo (1998) pone de manifiesto que el peso de una componente u otra es diferente para las galaxias tempranas o tardías. Así, las galaxias tardías necesitan tener mayor halo de materia oscura para poder justificar la curva de rotación que se observa a grandes valores del radio galáctico. El límite inferior de la relación M/L para galaxias tempranas que obtiene es:

$$M/L = 2.5 + \frac{10^7}{L/L_{\odot}} \quad (4.4)$$

Esta relación se basa en la idea de que las galaxias tempranas están inmersas en un halo de materia oscura de $10^7 M_{\odot}$, y presentan una relación fija entre la masa luminosa y la luz de 2.5. Éste es el límite inferior para la componente oscura, de manera que las galaxias dIrr deben tener una relación M/L mayor. En la Fig. 4.17 se muestra el cociente M/L para los modelos, a la vez que el ajuste obtenido por Mateo, como límite inferior. En el valor de la masa dinámica se ha incluido la suma de masas de la galaxia

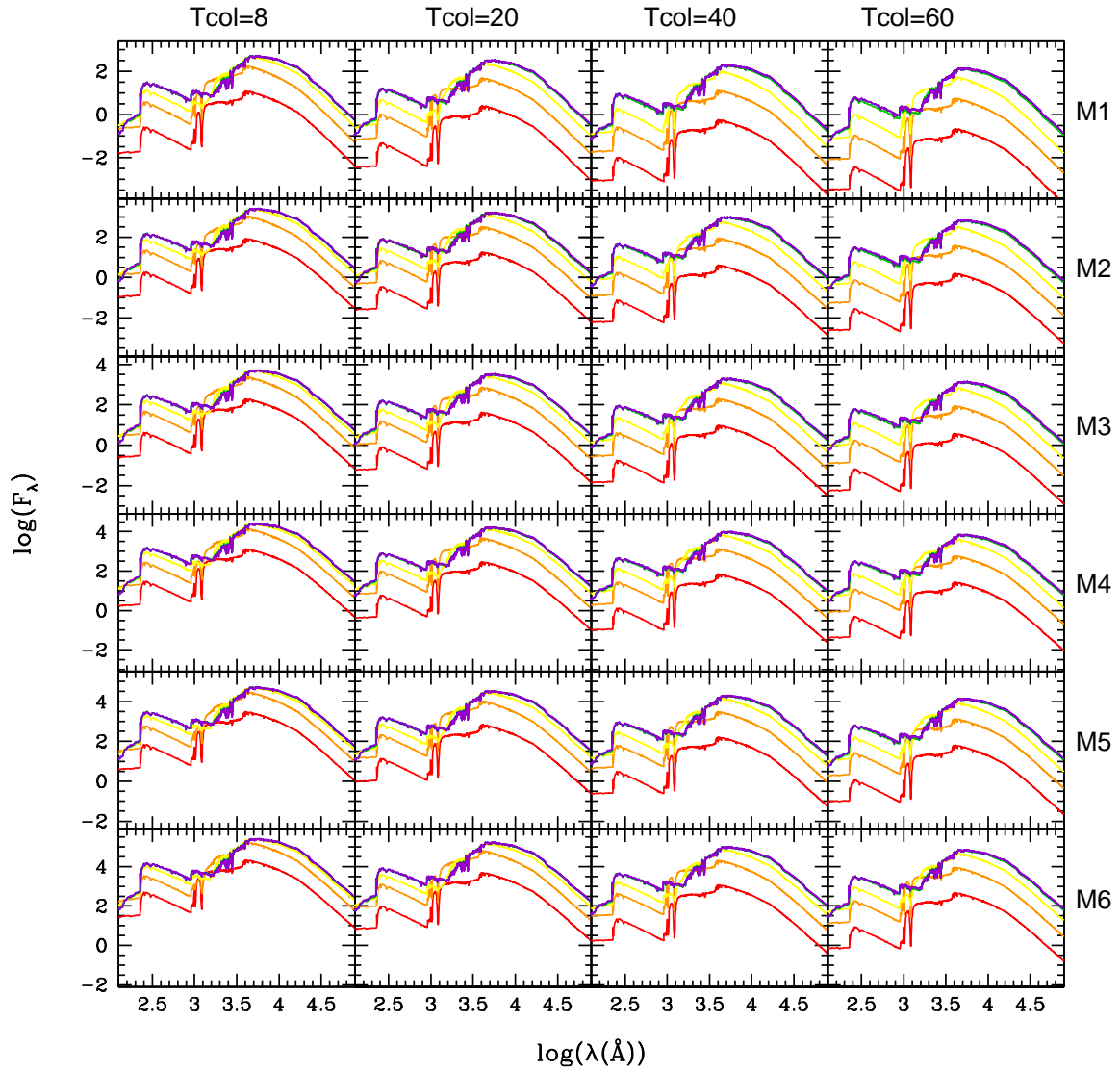


Figura 4.15: Distribuciones espectrales de energía en forma log-log para todos los modelos para un tiempo de evolución de 12 Giga-años.

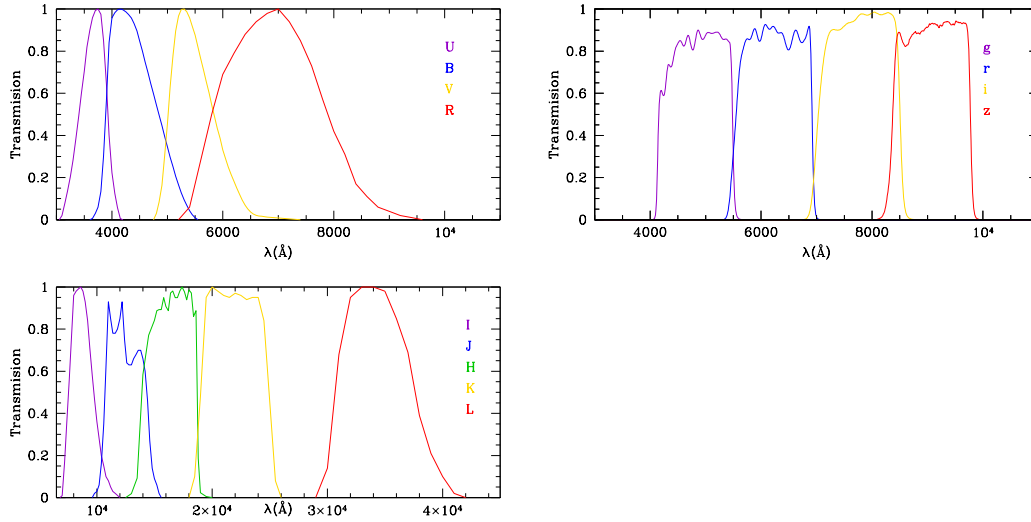


Figura 4.16: Funciones de transmisión de los filtros. En el panel izquierdo están representados los del sistema fotométrico de Johnson y en el derecho los del sistema fotométrico del proyecto SDSS

y la protogalaxia, de manera que todos los modelos del mismo color tienen la misma masa.

Como límite superior se presenta la relación de Shankar et al. (2006) para las galaxias tardías, fundamentalmente espirales, y galaxias de mayor masa. Ambos ajustes representan los límites superior e inferior de la relación M/L en función del tipo morfológico que se esté considerando, y delimitan el espacio de valores esperado para los modelos.

La protogalaxia de la que parte la evolución de los modelos se considera de gas primordial, con el fin de que la caída de este gas sea capaz de generar estrellas. No obstante, la influencia que sobre la masa del sistema tiene el gas no caído es asimilable a la componente de materia oscura que se infiere en estos objetos. Esto permite estudiar el efecto de la componente de materia oscura asimilándola a la parte de la protogalaxia que no colapsa.

Para cada masa dinámica (un mismo color en la figura), la única diferencia entre un modelo y otro es la formación estelar que haya tenido lugar. Cuantas más estrellas haya formado, mayor luminosidad y por tanto menor valor del cociente M/L . Los modelos con menor formación estelar son los situados en la parte superior del gráfico, en los que la luminosidad es muy pequeña, y por tanto la componente de la protogalaxia tiene mayor contribución en la relación M/L . En el extremo opuesto están los modelos con mayor formación estelar y por tanto mayor luminosidad, en los que se aprecia un valor límite para todos ellos, $M/L=23$. Incluso en los modelos más luminosos no se llega a la relación $M/L=2.5$, porque la influencia del halo (protogalaxia) en el valor de la masa es

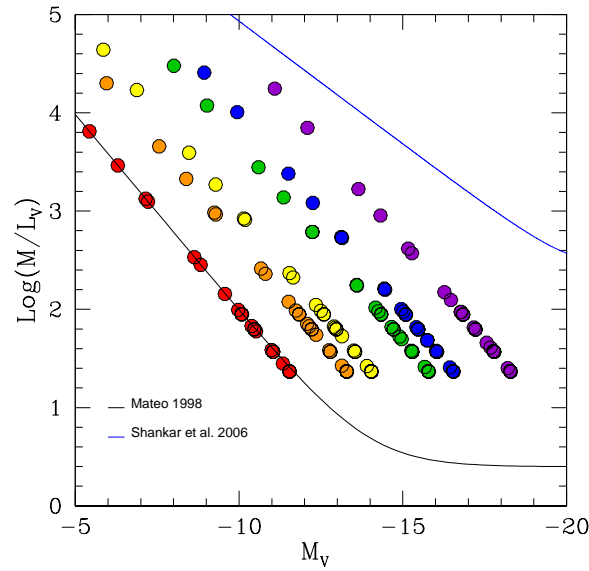


Figura 4.17: Relación masa-luminosidad de los modelos. La línea negra es el ajuste que hace Mateo (1998) como límite inferior para las galaxias tempranas. Las galaxias dIrr deben situarse por encima del límite puesto que se observa, a través de su curva de rotación, que tienen una componente mayor de materia oscura

muy grande, y porque los intervalos de tiempo de cálculo son mayores de lo que viven las estrellas masivas, responsables de una gran parte de la luminosidad.

Restringiendo el trabajo exclusivamente a las galaxias, en la Fig. 4.18 se presenta la relación M/L para las bandas B y V. La luminosidad en banda B es muy dependiente de la población joven, pero el hecho de tomar un intervalo de tiempo de 10^7 años hace que los efectos que la última generación de estrellas pudieran producir no van a ser apreciables. Por esta razón ambos paneles son cualitativamente similares.

Los modelos con una eficiencia mayor son los que formaron más estrellas en el pasado (ver Fig. 4.5) y fueron reduciendo su tasa de formación estelar a lo largo del tiempo. La consecuencia directa es que tienen mucha masa acumulada en estrellas pero no tienen una luminosidad alta. En la Fig. 4.18 muestran una relación masa-luminosidad en logaritmo en torno a 1.2 es decir, $M/L \sim 16$.

Sería diferente si estuviéramos considerando modelos con brotes, en los que el inicio del mismo produce un intenso aumento del color azul durante unos pocos millones de años. En ese caso sería necesario que los intervalos de tiempo fueran lo suficientemente pequeños como para que pudiera apreciarse, esto es, del orden del millón de años.

El estudio de la relación luminosidad-metalicidad permite ir un paso más allá. En esta relación está implícita no sólo la masa en forma de estrellas sino, en cierto sentido,

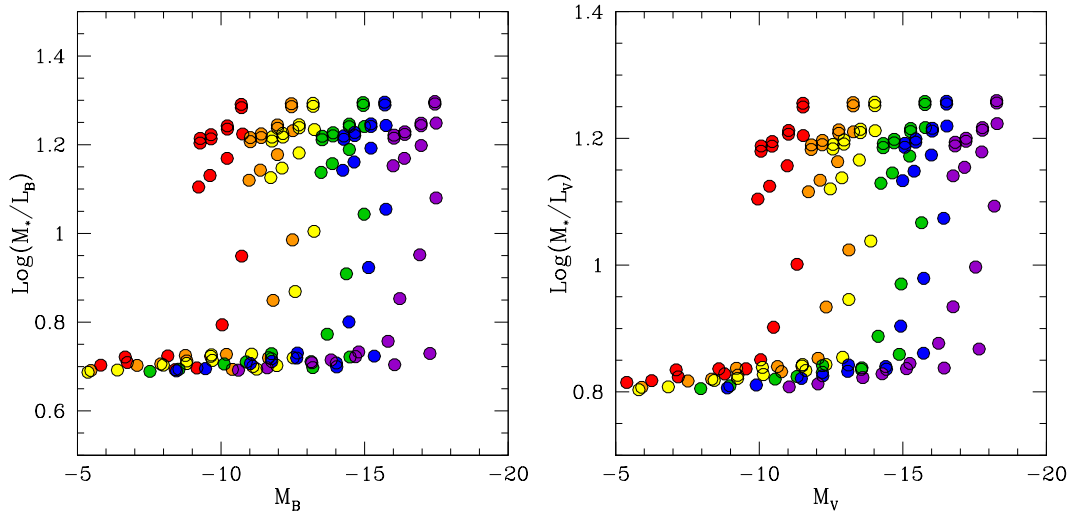


Figura 4.18: Relación Masa estelar-Luminosidad en bandas B (izquierda) y V (derecha).

la historia de formación estelar. Para una galaxia que en la actualidad no tenga un gran contenido en estrellas jóvenes, si en su pasado tuvo una formación estelar no despreciable, la metalicidad observada debería ser más alta que en el caso contrario.

En la Fig. 4.19 se presenta esta relación tomando el oxígeno como trazador de metalicidad. La dispersión es debida a las distintas historias de formación estelar: por ejemplo, los modelos de galaxias de baja eficiencia están experimentando su máxima tasa de formación estelar en la actualidad, de forma que tendrán una población joven a la vez que escaso contenido en oxígeno. Como consecuencia se sitúan en la parte intermedia derecha del gráfico, correspondiente a una luminosidad en banda B alta a la vez que una metalicidad más baja que el resto de sus compañeras. Las trazas indican el camino evolutivo seguido por los modelos y los puntos el valor final en cada caso.

Los modelos situados en la parte más alta de la figura, esto es, con mayor valor de la metalicidad, corresponden a los que tienen mayor eficiencia. Son los que en la Fig. 4.5 están representados en color morado y azul. Estos modelos experimentan su máxima tasa de formación estelar en épocas tempranas, alcanzando valores relativamente altos de la abundancia en oxígeno.

Observacionalmente se pone de manifiesto que existe una buena correlación entre la metalicidad y la luminosidad. Podríamos citar desde los estudios de Lequeux et al. (1979), pasando por Skillman et al. (1989); Lee et al. (2003b) hasta los grandes estudios estadísticos actuales, como Lamareille et al. (2004) con más de 6.000 objetos, o Tremonti et al. (2004) con 54.000 objetos. En la Fig. 4.19 hemos representado algunas de las rectas de correlación en los intervalos de magnitudes en los que han sido calculados. Los modelos que presentan una formación estelar reciente serán los que se sitúen por

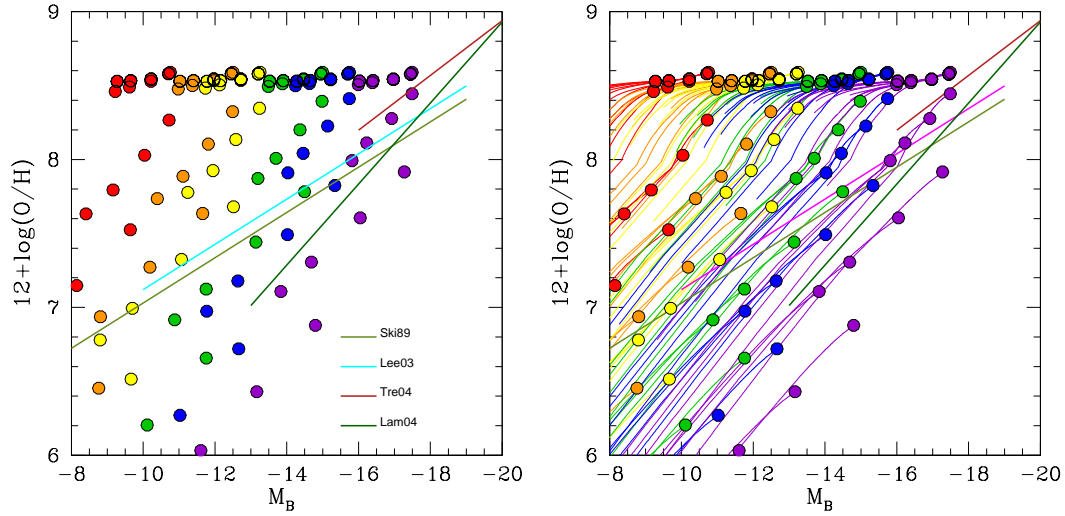


Figura 4.19: Relación Luminosidad-Metalicidad. Las trazas indican el camino evolutivo seguido y los puntos corresponden al valor final.

debajo de las líneas, correspondiente a una metalicidad baja a la vez que una magnitud alta. Por el contrario, los que están por encima deberían ser objetos con una gran masa estelar encerrada en poblaciones viejas, con alta abundancia de oxígeno a la vez que baja luminosidad.

De las tendencias de las rectas de correlación parece deducirse que, a medida que la masa de la galaxia es menor, los modelos más realistas son los que tienen eficiencias progresivamente más bajas. Es decir, las galaxias de menor masa efectivamente forman menos estrellas; sus procesos de formación estelar son por tanto menos eficientes.

Colores

Dentro de la gran cantidad de colores que se pueden calcular con las magnitudes obtenidas, nos centraremos en (U-B) y (B-V), que son los mejores indicadores del tipo de población que presenta cada galaxia.

El panel izquierdo de la Fig. 4.20 representa el diagrama color-color para todos los modelos en el punto final de su evolución. El valor de la eficiencia en formación estelar elegida para cada modelo crece de izquierda a derecha y de arriba a abajo. Los puntos situados en el extremo inferior derecho corresponden a los modelos con una eficiencia muy alta. Estos modelos presentan una tasa de formación estelar más intensa en el pasado que en el presente, porque el propio proceso de formación estelar ha hecho que el gas disponible para formar estrellas se gastara pronto, y que en la actualidad su tasa de formación estelar sea menor que en el pasado. La consecuencia es que manifiestan

un color más rojo que el resto, por ser su población vieja la dominante en el espectro. Por el contrario los modelos situados en el extremo superior izquierdo son los que están experimentando en el presente su máxima formación estelar, siendo la población joven, y por tanto azul, la dominante.

En el panel derecho se muestran las evoluciones para los dos casos extremos del modelo de mayor masa (M6). Con números se indica el tiempo de evolución en Giga-años. Los puntos negros intermedios son los correspondientes al resto de modelos para esa masa, que corresponden a los círculos morados del panel izquierdo.

En el caso de la línea morada (eficiencia máxima) el inicio de la formación estelar es muy eficiente, para luego decrecer. Hay que tener en presente que la máxima TFE se alcanza antes del primer Giga-año, y a partir de aquí decrece. Toda la masa estelar creada en un principio va enrojeciéndose hasta que su influencia es despreciable y vuelven a dominar las generaciones más jóvenes. Esto se manifiesta en que en los primeros 5 Giga-años la galaxia va adquiriendo un color más rojo y permanece en esos valores de (U-B) y (B-V) hasta un tiempo de 10 Giga-años, a partir del que experimenta una desplazamiento hacia el azul como consecuencia de la población más joven.

Por otra parte, el comportamiento de la gráfica roja es completamente diferente. Se trata de un modelo con una caída de gas más lenta y menor formación estelar, lo que hace que su máxima formación estelar sea en el tiempo presente, por contar con más gas que en el pasado. Esta manera progresiva y lenta de formar estrellas se pone de manifiesto en la monotonía con la que va ganando color azul. Solamente en los estadios iniciales, en los que no hay ningún tipo de población subyacente, se produce un cierto "estancamiento". Los valores de los 8 primeros Giga-años están prácticamente en la misma zona¹.

La Fig. 4.21 muestra las evoluciones, similares a las del panel derecho de la Fig. 4.20 para todos los casos estudiados. Teniendo en cuenta que la tasa de formación estelar en nuestros modelos es una función continua y carente de brotes, no es de esperar que se produzcan grandes variaciones en un periodo de tiempo más o menos corto, comparado con el tiempo total de la evolución. Dentro de cada panel, en el que la variación se debe exclusivamente a la eficiencia, los modelos van siguiendo una pauta de desplazamiento hacia el azul en función de la proporción de estrellas jóvenes que tengan. Los modelos menos eficientes son aquellos en los que la población joven está en mayor proporción y por tanto los más azules.

Analizando la figura por columnas, los paneles son prácticamente idénticos; no hay ningún efecto apreciable debido al factor de escala. Sin embargo sí se aprecian diferencias cuando se observan por filas, en las que varía la tasa de caída de gas. Cuanto mayor es el tiempo de colapso (menor tasa de caída de gas) el final de la evolución es más

¹Es necesario poner de manifiesto que estas figuras están representadas con una escala muy amplia, de manera que las pequeñas diferencias que se pudieran presentar en colores, y que no serían detectadas por la observación, se ven magnificadas. Cada unidad de eje corresponde a una diferencia de color de 0.02 magnitudes en (U-B) y 0.05 magnitudes en (B-V).

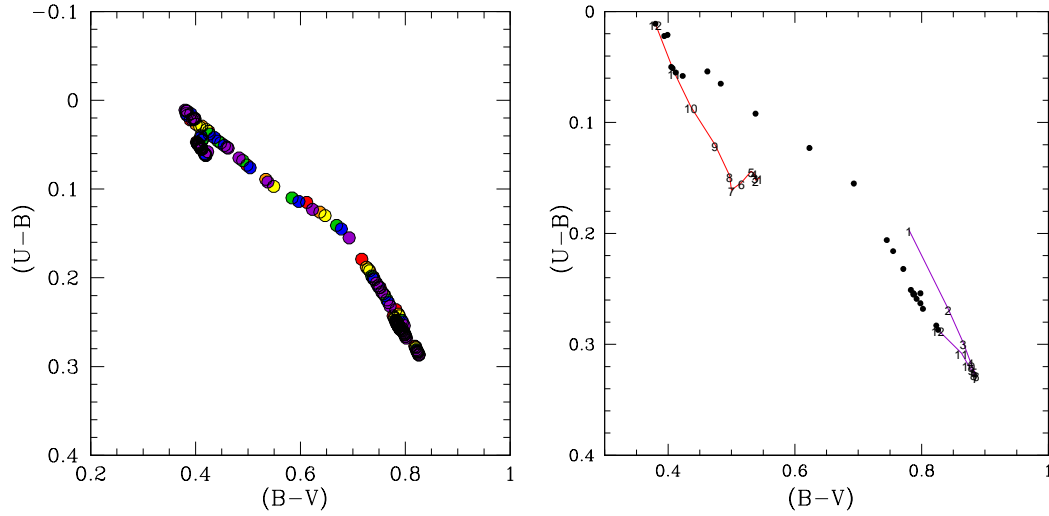


Figura 4.20: Panel izquierdo: Diagrama color-color en el que se presentan los valores finales de la evolución de todos los modelos. El valor de la eficiencia crece de izquierda a derecha y de arriba a abajo. Panel derecho: Evolución temporal de los colores para el modelo M6 en los dos supuestos extremos de formación estelar: mínimo (rojo) y máximo (morado). Con números hemos indicado el valor del tiempo de evolución en Giga-años para cada punto. En negro están representados los puntos finales para esta galaxia, en el resto de supuestos de eficiencia.

azul. En estos modelos el gas tarda mucho tiempo en estar presente en una cantidad suficiente como para tener una formación estelar apreciable, por lo que la contribución de la población subyacente vieja debe de ser muy escasa.

Siguiendo el mismo procedimiento que en el caso del diagrama color-color, la Fig. 4.22 muestra la relación color-magnitud para todos los modelos en el estado final de la evolución (panel izquierdo) y la evolución de esta relación para los casos extremos del modelo de mayor masa (panel derecho). La eficiencia en formación estelar crece de izquierda a derecha y de abajo a arriba. Los modelos más eficientes se sitúan en la zona superior derecha.

Al estar considerando la magnitud en lugar del color como elemento de comparación, se produce una segregación en función de la masa: las galaxias de mayor masa serán más brillantes que las más pequeñas, al margen de la eficiencia que tengan cada una. Los modelos de mayores eficiencias (muy alta, alta y media) están en la zona roja del diagrama, y repiten el mismo patrón para diferentes valores de la masa: los más masivos derecha (morados) y los menos masivos izquierda (rojos). En el centro se sitúan los correspondientes a eficiencia media-baja, y en la izquierda están los correspondientes a los menores valores. Los modelos de menor masa y menor eficiencia presentan una magnitud $M_B \sim -5$ que aparentemente no corresponde con ninguna galaxia observada, bien porque efectivamente no sea un modelo realista, bien porque haya un efecto claro

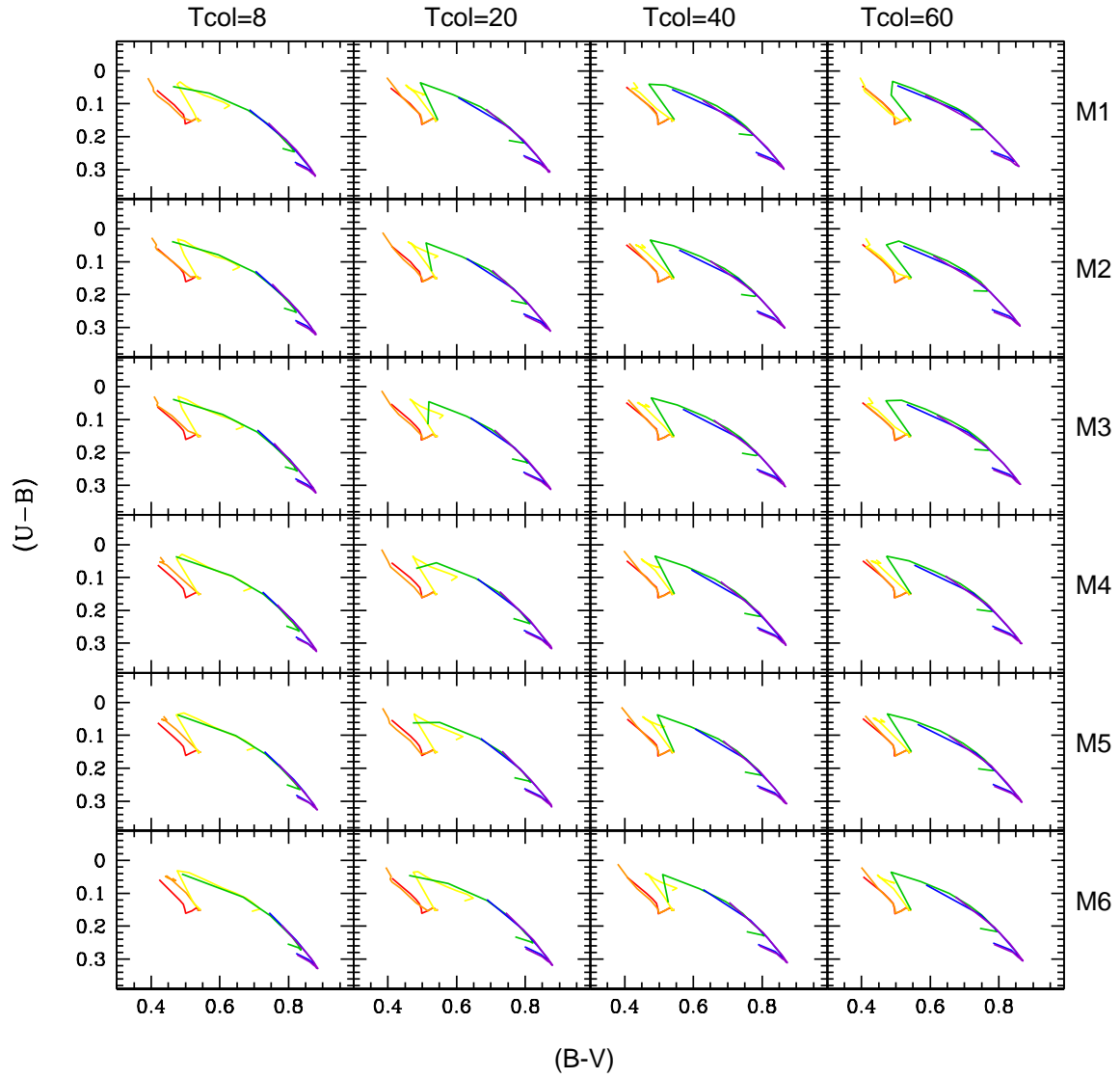


Figura 4.21: Evolución temporal de los colores para todos los modelos. El criterio de colores es el mismo que en los casos anteriores.

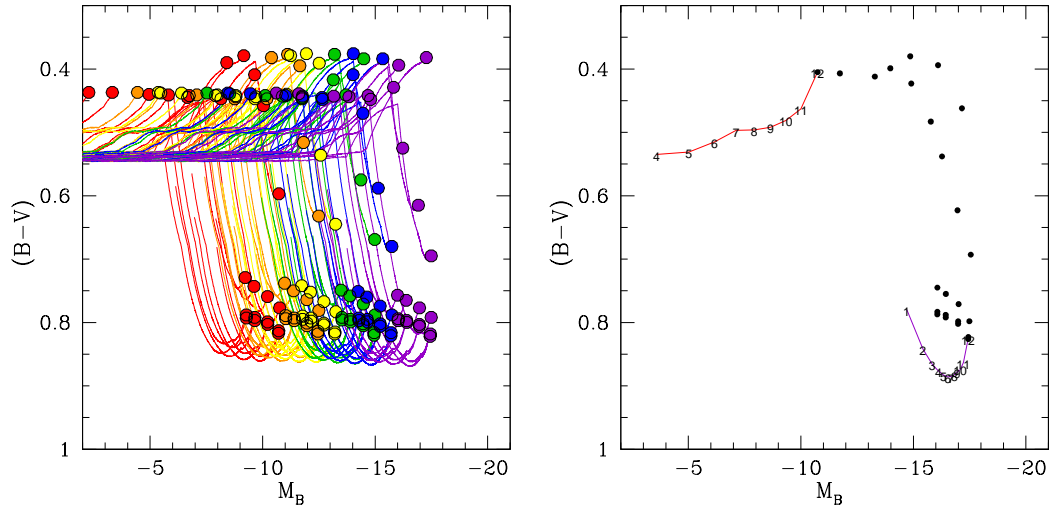


Figura 4.22: Panel izquierdo: Diagrama color-magnitud en el que se indican los caminos evolutivos y los puntos finales de la evolución de los modelos. El valor de la eficiencia crece de izquierda a derecha y de arriba a abajo. Panel derecho: Evolución temporal del diagrama color-magnitud en los mismos casos que los representados en el panel derecho de la Fig. 4.20

de detección.

Estudiando un gran número de galaxias se observa que los colores de éstas siguen una distribución bimodal, concentrándose en galaxias rojas y galaxias azules (Baldry et al., 2004), y dejando una zona intermedia, el *valle verde*, en la que la densidad de objetos es mucho menor. Este fenómeno es el que se reproduce en el panel izquierdo de la Fig. 4.22, en el que la mayoría de las galaxias se sitúan a ambos extremos del diagrama, rojo y azul, quedando el centro prácticamente despoblado. Las trazas indican el camino evolutivo, y se aprecia que las galaxias rojas han atravesado el valle verde, pero debe de ser un paso lo suficientemente rápido como para que sea una zona con menor densidad de observaciones.

En el panel derecho se muestran las evoluciones para los casos extremos analizados en la Fig. 4.20. En ambos modelos, como es de esperar, el brillo es una función creciente, puesto que la masa estelar es cada vez mayor. En el caso de mínima eficiencia, la masa en forma de estrellas es claramente menor que en el caso contrario, por lo que su luminosidad en B es muy inferior. No obstante, como parte de una situación de muy baja masa estelar, la variación en la magnitud es mucho mayor que en el caso de eficiencia alta. En este último supuesto, al considerar la evolución a partir de 1 Giga-año, partimos de un valor alto de la magnitud, de manera que la variación total es mucho menor. Al igual que en el panel derecho de la Fig. 4.20, las diferentes historias de formación estelar se reflejan en sus trazas: El caso de mínima eficiencia tiene un aumento monótono de color azul por ser su tasa de formación estelar una función

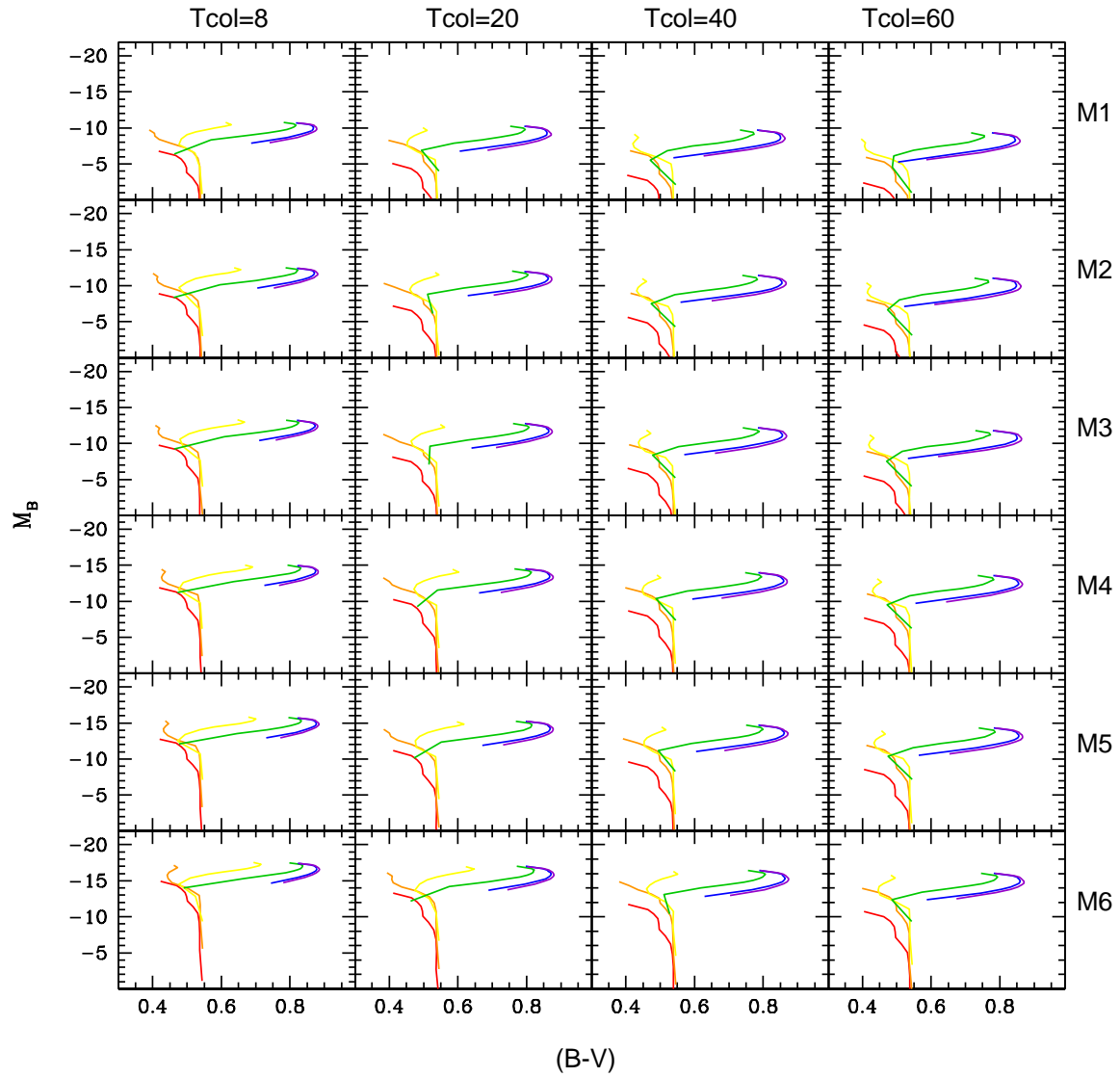


Figura 4.23: Evolución del color frente a la magnitud para todos los modelos. Con el fin de apreciar el factor de escala, hemos elegido la misma para todos los casos. Así, en los modelos de menor masa las el inicio de las trazas no llega a apreciarse en los diagramas.

creciente, mientras que el caso de eficiencia máxima sufre un retroceso inicial.

La evolución de la relación color-magnitud para todos los casos se muestra en la Fig. 4.23. Con el fin de poner de manifiesto la influencia del factor de escala, hemos representado todos los modelos con la misma escala, lo que hace que los de menor masa se sitúen en los extremos inferiores (menor luminosidad) mientras que los de mayor masa ocupen los lugares superiores. De hecho los valores iniciales de la evolución en los modelos de menor masa ni siquiera llegan a magnitudes negativas, por lo que no aparecen reflejados en la gráfica, mientras que sus valores finales a penas llegan a $M_B = -10$.

Relación colores-abundancias

Para terminar la exposición de resultados, se muestra en la Fig. 4.24 la relación que existe entre los colores y las abundancias de oxígeno (panel izquierdo) y nitrógeno (panel derecho).

La temprana aparición del oxígeno hace que su valor aumente muy rápidamente al principio, sin que la galaxia experimente un cambio notable en el color, por eso la pendiente que forman las trazas en su parte inicial es prácticamente vertical. La eficiencia aumenta de izquierda a derecha y de abajo a arriba. Los modelos situados en la parte inferior izquierda son, por tanto, los de menor eficiencia en formación estelar. Para estos casos la traza de evolución presenta una pendiente negativa: el objeto aumenta su color azul a lo largo del tiempo. A partir de un determinado valor de la eficiencia y de la abundancia de oxígeno, las trazas presentan un cambio de pendiente, consecuencia de la influencia de la población vieja, que contribuye al enrojecimiento del objeto.

El codo que aparece en la figura, en un valor de $12 + \log(O/H) = 7.9$, separa los modelos según su historia de formación estelar: aquellos que tengan una TFE creciente a lo largo del tiempo se localizan por debajo del él, mientras que los que pasan por un valor máximo para luego decrecer son los que presentan $12 + \log(O/H) > 7.9$.

Los modelos situados en la parte superior derecha pasan por un enrojecimiento inicial y finalmente se vuelven ligeramente más azules, debido a su población joven. Este giro hacia el color azul es tanto más fuerte cuanto mayor sea la eficiencia. La pendiente casi plana en estas fases es consecuencia del alto valor que tienen en oxígeno cuando se llega a estos estadíos evolutivos, producido por su larga historia de formación estelar.

La relación entre el nitrógeno y el color se muestra en el panel derecho de la Fig. 4.24. El comportamiento es similar al del caso anterior, los modelos de baja eficiencia están situados debajo del codo que se aprecia en la figura, pero no es posible segregarlos en función de su historia de formación estelar, porque por encima del codo hay modelos

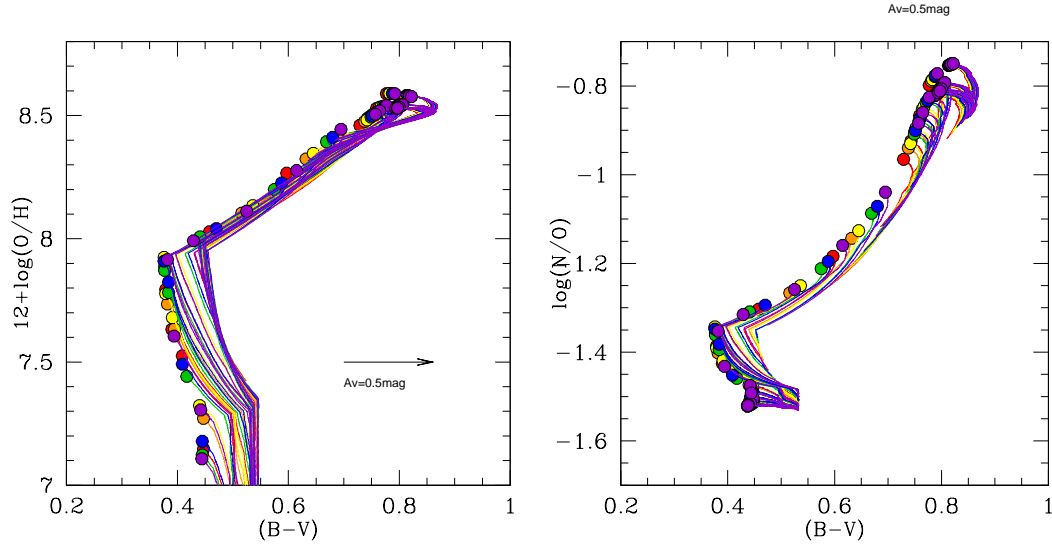


Figura 4.24: panel izquierdo: relación entre el oxígeno y el color (B-V). La figura muestra un codo, por debajo del cual se sitúan los modelos con historias de formación estelar creciente. Los modelos con abundancias superiores a dicho codo son los correspondientes a historias de formación estelar decreciente. Panel derecho: relación entre el nitrógeno y el color (B-V). El comportamiento de los modelos es similar al del panel izquierdo.

con historias crecientes, aunque las eficiencias sean más altas que los que se encuentran por debajo. Para valores de $(N/O) > 1.35$ hay una relación directa entre el color y la abundancia, valores mayores de (N/O) suponen galaxias más rojas.

Las trazas de los modelos menos eficientes, con una pendiente prácticamente nula se deben a la baja metalicidad del medio interestelar. La contribución de la componente secundaria del nitrógeno es muy reducida y las abundancias de nitrógeno y oxígeno aumentan a la vez en un medio muy poco metálico, mientras que el objeto se va volviendo azul por su formación estelar reciente.

Para ver la escala de tiempo de estos efectos, hemos representado los modelos extremos elegidos anteriormente, con la misma técnica, marcando también con puntos negros los resultados finales correspondientes a las situaciones intermedias, según se ve en la Fig. 4.25

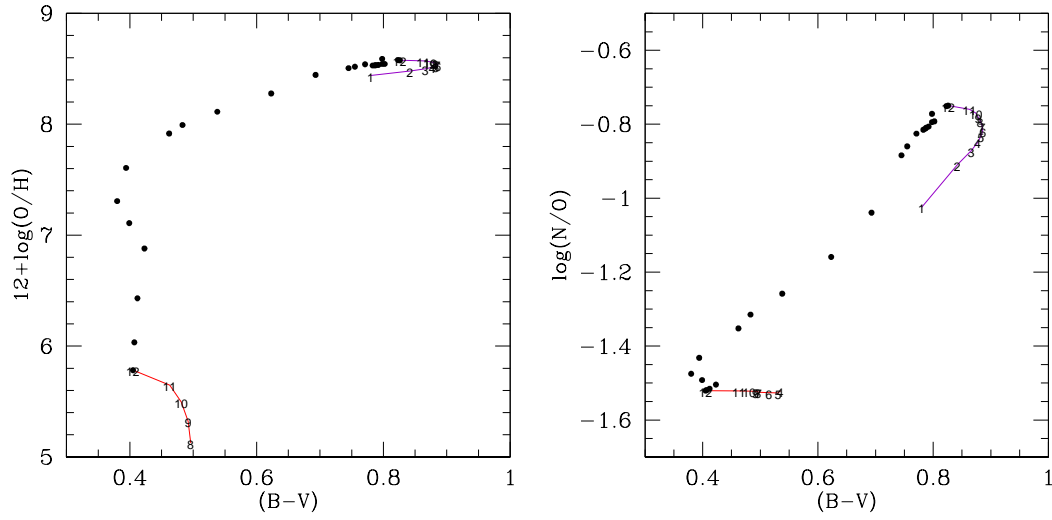


Figura 4.25: Evolución de la relación entre las abundancias y el color $(B-V)$, en los casos extremos de máxima y mínima eficiencia en formación estelar para los modelos M6. Los puntos negros representan el resto de modelos para la misma masa dinámica. Se corresponden con los círculos morados de la Fig. 4.24.

Capítulo 5

Comparación con el cuerpo de datos observacionales

5.1. Introducción

La manera de evaluar los resultados obtenidos es a través de la comparación con objetos análogos. Es obvio que la colección de datos debe de estar formada por observaciones de galaxias enanas, pero dentro de éstas hay variedad de tipos.

A la luz de las características iniciales y de los resultados de los modelos, las galaxias a elegir deben de haber evolucionado aisladas, tiene que tener estrellas jóvenes tengan o no población subyacente, y han de ser ricas en gas. Esto conduce a eliminar de la muestra las enanas elípticas, esferoidales, y buscar solamente datos de irregulares y galaxias compactas azules.

A pesar de restringir la búsqueda solamente a estos dos tipos, la proliferación de observaciones es tal que es necesario hacer una compilación adecuada de ellas. Confeccionaremos dos cuerpos de datos diferentes. El primero contiene datos de estas galaxias para todas las relaciones que se desean evaluar. En este caso se eligen la mayoría de los datos disponibles de un gran conjunto de autores. El compendio de todos ellos va a dar una idea estadística del intervalo de valores en los que deben de situarse los resultados de nuestros modelos. El segundo cuerpo de datos consta de muy pocos objetos, muy conocidos y ampliamente observados, de los que se conoce la mayor parte de sus valores de gas, abundancias y datos fotométricos. Este conjunto de objetos se utilizará como *objetos patrón* para seleccionar cuál de todos los modelos se adapta más a cada uno de ellos, y poder inferir qué valores de los parámetros de entrada son los que han dado lugar al modelo más afín.

De la comparación de todos los modelos con ambos cuerpos de datos podremos conocer qué modelos realmente no corresponden con ningún objeto observado hasta

ahora, y por tanto qué valores de los parámetros de entrada no son en absoluto realistas. Es decir, se podrían eliminar aquellos modelos que realmente no representan nada real hasta al momento.

5.2. Compilación de datos de la literatura

5.2.1. Enanas Irregulares Aisladas

La recopilación de este grupo de enanas se basa en tres trabajos básicos en los que se han seleccionado objetos más o menos aislados: van Zee (2000), Garnett (2002), y Lee et al. (2003b). Alguna de las galaxias incluidas pertenecen al GL, pero están de tal manera situadas que a los efectos de evolución se las puede considerar independientes.

- Datos de van Zee (2000): Hacen una selección de objetos del Catálogo General de Uppsala (UGC) aplicando como primer criterio que sean de tipo tardío y con una magnitud $M_B > -18$. De éstos, eligen los objetos ricos en gas, con un valor alto del flujo de HI. Para asegurar el aislamiento, desechan las galaxias que tuvieran alguna compañera en un entorno de menos de $30''$. El resultado final es una lista de 58 objetos. En sucesivos trabajos (van Zee, 2001; van Zee et al., 2006; van Zee & Haynes, 2006) estudian la abundancia del gas, la fotometría y las abundancias de oxígeno y nitrógeno y la formación estelar.
- Datos de Garnett (2002): El autor hace una recopilación de datos de un gran número de trabajos con el fin de estudiar la relación luminosidad-metalicidad de objetos tardíos. Concretamente, selecciona 31 galaxias espirales y 13 irregulares, consideradas más o menos aisladas, que tengan datos espectroscópicos y masas de gas. Dentro de este último grupo se pueden encontrar algunos objetos de las listas de Van Zee. No todos los datos son originales de este autor, y dentro del trabajo se citan las fuentes de las que se han obtenido. Hemos recurrido a ellas para estudiar cada dato en concreto, y en cada caso hemos citado al autor original.
- Datos de Lee et al. (2003b): Parten de la recopilación de Richer & McCall (1995), de la que escogen los objetos para los que la abundancia de oxígeno se pueda obtener directamente de la línea de $[\text{OIII}]\lambda 4363$, y que tengan bien definida la distancia. Sobre estos datos buscan nuevas medidas y recálculos en la literatura para su actualización, y por último observan cinco nuevas galaxias enanas irregulares con el tiempo de exposición suficiente para poder medir la línea $[\text{OIII}]\lambda 4363$.

Sobre la base de estos tres grupos de datos se ha confeccionado el cuadro 5.1, y a través de la literatura hemos buscado los datos que pudieran faltar y además hemos agregado algunos datos de los autores que se enumeran en el cuadro 5.2.

Por último, para el estudio de la tasa de formación estelar se ha considerado el trabajo de van Zee (2001) en el que presentan este valor junto con datos fotométricos para un conjunto amplio (57 objetos) de galaxias enanas irregulares aisladas.

Cuadro 5.1: Datos de la muestra seleccionada de galaxias enanas irregulares

Objeto	Distancia	Masas	Abund. de O	Abund. de N	Fotometría	Ref.
CGCG007-025	X	X	X	X	X	1
DDO187	X	X	X	X	X	c,g,h
DDO154	X	X	X	X	X	c,g,l
GR8	X	X	X	X	X	g,h,l
Haro43	X	X	X	X	X	f,l
HKKL14	X	X	X	X	X	1
HoII	X	X	X	—	X	f,h
IC10	X	X	X	X	X	c,d,h,i
IC1613	X	X	X	—	X	c,d,g,h,i,k
IC2574	X	X	X	—	X	a,f,h,j
IC4662	X	X	X	—	X	b,f,g,h
IC5152	X	X	X	—	X	c,d,h
LeoA	X	X	X	X	X	c,d,h,l
LMC	X	X	X	—	X	f,g,h
NGC1560	—	X	X	—	X	f,h
NGC1569	X	X	X	—	X	c,f,g,h,k
NGC2366	X	X	X	X	X	c,e,f,g,h,k
NGC3109	X	X	X	—	X	c,d,g,h,k
NGC4214	X	X	X	—	X	c,f,g,h,k
NGC5408	—	X	X	—	X	h
NGC55	X	X	X	X	X	c,d,h,i
NGC6822	X	X	X	X	X	c,d,f,g,h,i,k
Pegasus	X	—	X	X	X	c,d,h,i
SextantsA	X	X	X	—	X	c,d,h
SextantsB	X	X	X	—	X	c,d,h
SgrdI	X	X	X	X	X	c,d,f,h
SMC	X	X	X	—	X	c,g,h,k
UGC10445	X	X	X	X	X	1
UGC1104	X	X	X	X	X	1
UGC1175	X	X	X	X	X	1
UGC11755	X	X	X	X	X	1
UGC11820	X	X	X	X	X	1
UGC12713	X	X	X	X	X	1
UGC1281	X	X	X	X	X	1
UGC12894	X	X	X	X	X	1
UGC191	X	X	X	X	X	c,l
UGC2023	X	X	X	X	X	1
UGC2684	X	X	X	X	X	c,l
UGC290	X	X	X	X	X	c,l
UGC2984	X	X	X	X	X	c,l
UGC300	X	X	X	X	X	c,l
UGC3174	X	X	X	X	X	c,l
UGC3647	X	X	X	X	X	1
UGC3672	X	X	X	X	X	c,l

Continúa en la siguiente página

Cuadro 5.1 – continuación de la página anterior

Objeto	Distancia	Masas	Abund. de O	Abund. de N	Fotometría	Ref.
UGC4117	X	X	X	X	X	l
UGC4483	X	X	X	X	X	l
UGC521	X	X	X	X	X	c,l
UGC5288	X	X	X	X	X	l
UGC5716	X	X	X	X	X	c,l
UGC5764	X	X	X	X	X	c,l
UGC5829	X	X	X	X	X	c,l
UGC634	X	X	X	X	X	c,l
UGC6456	X	X	X	—	X	h
UGC685	X	X	X	X	X	l
UGC8651	X	X	X	X	X	l
UGC891	X	X	X	X	X	c,l
UGC9240	X	X	X	X	X	l
UGC9992	X	X	X	X	X	l
UGCA20	X	X	X	X	X	c,l
UGCA292	X	X	X	X	X	l
UGCA357	X	X	X	X	X	c,l
WLM	X	X	X	X	X	d,h

	Referencia
a	Blais-Ouellette et al. (2001)
b	Boselli et al. (2002)
c	Ferrara & Tolstoy (2000)
d	Garnett (2002)
e	Gonzalez-Delgado et al. (1994)
f	Hunter & Elmegreen (2004)
g	Karachentsev et al. (2004)
h	Lee et al. (2003b)
i	Mateo (1998)
j	Martimbeau et al. (1994)
k	Skillman et al. (1989)
l	van Zee et al. (2006)

Cuadro 5.2: Referencias de los datos de la muestra de galaxias enanas irregulares

5.2.2. Galaxias enanas compactas azules

En el caso de estos objetos, el grupo de autores y trabajos elegido es mayor que en el caso anterior.

- Huchtmeier et al. (2007) seleccionan 67 galaxias tipo BCD no observadas anteriormente. Agregan a esta lista las BCD de su trabajo anterior (Huchtmeier et al., 2005) y otros 19 objetos de la literatura. De todos ellos seleccionan los que

tengan las características mejor definidas y conforman una tabla con datos sobre gas, luminosidad y abundancias de oxígeno.

- En el trabajo de Vaduvescu et al. (2007) se pretende aclarar la relación evolutiva entre las galaxias dIrr y BCD a través de los valores de la fracción de gas. Para ello estudian la correlación entre la metalicidad, la luminosidad en banda K, la masa de gas y la fracción de gas sobre una gran colección de objetos del cúmulo de Virgo, para muchos de los cuales utilizan las observaciones de Vílchez & Iglesias-Páramo (2003). Los resultados son muy similares para los dos tipos de objetos, siendo la diferencia principal el hecho de que las enanas BCD parecen haber evolucionado a merced de un factor externo, como pueda ser la caída de gas o los fenómenos de mezcla.
- También hemos agregado galaxias BCD de los trabajos de Izotov & Thuan (1999) e Izotov & Thuan (2004b). Hay que tener presente que la muestra de objetos con la que trabajan estos autores está restringida a aquellos de baja metalicidad, concretamente a los que presentan valores de abundancia de oxígeno entre $7.1 < 12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 8.3$. Su trabajo, basado en observaciones espectroscópicas, aporta datos sobre abundancias de varios elementos.
- Por último se ha elegido el trabajo de Cairós et al. (2001), que consiste en la fotometría de banda ancha de 28 galaxias BCD en los filtros U, B, V, R, I y H_α .

Para completar la muestra, al igual que en el caso de las galaxias dIrr, se han agregado algunos datos de otros autores, enumerados en el cuadro 5.4. La lista de objetos y datos observados se presenta en el cuadro 5.3

Además, en el caso de las galaxias BCD se incluyen tres trabajos que abarcan un gran número de objetos, dos basados en datos del SDSS y el tercero de GALEX. En los casos en los que se haga uso de ellos lo indicaremos de forma explícita.

El primero es un trabajo de Sanchez Almeida et al. (2008) en el que hacen una selección de BCD del SDSS/DR6, buscando objetos BCD que estén en fase quiescente. La muestra aporta 21.500 candidatos de los que obtienen magnitudes, distancias y abundancias de oxígeno.

La segunda selección de objetos del SDSS es la que realizan Izotov et al. (2006). Los criterios de selección son que se sobrepase un umbral determinado de flujo en H_β y que la línea de $[\text{OIII}]\lambda 4363$ sea detectada claramente (por lo menos con un nivel superior a 2σ), lo que permite calcular las abundancias con métodos directos.

El tercer trabajo es el de Mallery et al. (2007) en el que estudian la producción de nitrógeno y oxígeno en una selección de 8745 galaxias con líneas de emisión UV obtenidas a partir del satélite GALEX. De sus resultados hemos elegido aquellas en las que ha sido posible la obtención de la temperatura electrónica a través de las líneas de oxígeno, quedando reducida la muestra a 32 objetos. Además aportan datos sobre

masa en forma de estrellas, tasa de formación estelar y fotometría (color g-r). Cuando estos datos formen parte de alguna gráfica hay que tener en cuenta que no solamente se trata de galaxias enanas irregulares aisladas, sino que la colección de objetos abarca un rango mucho mayor de tipos morfológicos.

Cuadro 5.3: Datos de la muestra seleccionada de galaxias BCD

Objeto	Distancia	Masas	Abundancias	Fotometría	$L(H_\alpha)$	Ref.
Haro2	—	X	X	—	X	i,j
Haro3	—	X	X	—	X	i,j
IC10	X	X	X	X	—	m
IIZw40	X	X	X	X	X	c,d,g,j,k,l,
IIZw70	X	X	X	X	—	d
IZw18	X	X	X	X	X	c,d,e,g,j
KISSR0096	X	X	X	X	—	d
KISSR0133	X	X	X	X	—	d
KISSR0286	X	X	X	X	—	d
KISSR0310	X	X	X	X	—	d
KISSR0396	X	X	X	X	—	d
KISSR0471	X	X	X	X	—	d
KISSR0666	X	X	X	X	—	d
KISSR0785	X	X	X	X	—	d
KISSR1021	X	X	X	X	—	d
Mrk1063	—	—	X	—	—	f
Mrk1089	—	—	X	—	—	e
Mrk1236	—	—	X	—	—	f
Mrk1271	—	—	X	—	—	e
Mrk1308	X	X	X	X	—	d
Mrk1315	—	—	X	—	—	f
Mrk1329	—	—	X	—	—	f
Mrk1409	—	—	X	—	—	e
Mrk1416	X	X	X	X	—	d,e
Mrk1434	—	—	X	—	—	e
Mrk1446	X	X	X	X	—	d
Mrk1450	X	X	X	X	—	d,e
Mrk1460	X	X	X	X	—	d
Mrk1486	—	—	X	—	—	e
Mrk162	—	—	X	—	—	e
Mrk193	—	—	X	—	—	e
Mrk209	X	X	X	X	X	a,c,e,g,h,j
Mrk22	—	X	X	—	X	e,j
Mrk314	X	—	X	X	X	a,b,c,h
Mrk324	X	—	—	X	X	a,c,h
Mrk328	X	X	—	X	i,j	
Mrk35	X	—	X	X	X	a,b,c,f,g
Mrk36	—	X	X	—	X	e,j
Mrk370	X	—	X	X	X	a,b,c,h
Mrk450	X	—	X	X	X	a,c,f,h
Mrk475	X	X	X	X	—	d,e
Mrk487	X	X	X	X	—	d,e
Mrk5	—	X	X	—	X	e,j
Mrk59	—	X	X	—	X	e,j

Continúa en la siguiente página

Cuadro 5.3 – continuación de la página anterior

Objeto	Distancia	Masas	Abundancias	Fotometría	L(H α)	Ref.
Mrk600	X	X	X	X	X	a,c,d,e,g,h,j
Mrk67	X	X	X	X	X	d,f,i,j
Mrk71	—	X	X	—	X	e,j
Mrk724	—	—	X	—	—	f
Mrk750	—	X	X	—	X	e,j
Mrk900	—	X	X	—	X	i
Mrk930	—	—	X	—	—	e
Mrk996	X	X	X	X	X	a,c,d,h
NGC1569	X	X	X	X	—	m
NGC3738	X	X	X	X	—	m
NGC6789	X	—	—	X	X	a,c,h
PoX186	X	—	—	X	X	a,c
POX36	—	—	X	—	—	f
UGC11755	—	X	X	—	X	l
UGC4483	X	X	X	X	X	a,c,e,g,k
UGCA439	—	X	X	—	X	k
UM133	—	—	X	—	—	f
UM238	—	—	X	—	—	f
UM311	—	—	X	—	—	e
UM396	—	—	X	—	—	f
UM420	—	—	X	—	—	e
UM422	—	—	X	—	—	f
UM439	—	X	X	—	X	f,k
UM448	—	—	X	—	—	e
UM461	X	X	X	X	X	e,g,k
UM462	—	X	X	—	X	e,k
UM465	—	X	X	—	X	i
VCC1179	—	—	X	—	—	n
VCC1313	X	X	X	X	—	m,n
VCC135	—	—	X	—	—	n
VCC1374	—	—	X	—	—	n
VCC1437	X	X	X	X	—	m,n
VCC144	X	X	X	X	—	m,n
VCC1486	—	—	X	—	—	n
VCC1699	—	—	X	—	—	n
VCC1725	—	—	X	—	—	n
VCC1955	—	—	X	—	—	n
VCC2033	X	X	X	X	—	m,n
VCC2037	—	—	X	—	—	n
VCC213	X	X	X	X	—	m,n
VCC24	X	X	X	X	—	m
VCC324	X	X	X	X	—	m,n
VCC334	X	X	X	X	—	m,n
VCC428	—	—	X	—	—	n
VCC459	X	X	X	X	—	m
VCC562	—	—	X	—	—	n
VCC641	X	X	X	X	—	m
VCC655	—	—	X	—	—	n
VCC802	X	X	X	X	—	m,n
VCC802	—	—	X	—	—	n
VCC841	—	—	X	—	—	n

Continúa en la siguiente página

Cuadro 5.3 – continuación de la página anterior

Objeto	Distancia	Masas	Abundancias	Fotometría	L(H α)	Ref.
VCC848	X	X	X	X	—	m,n
VIIZw403	—	X	X	—	X	e,d,j

	Referencia
a	Cairós et al. (2001)
b	García-Lorenzo et al. (2008)
c	Gil de Paz et al. (2003)
d	Huchtmeier et al. (2007)
e	Izotov & Thuan (1999)
f	Izotov & Thuan (2004b)
g	Nava et al. (2006)
h	Noeske et al. (2005)
i	Sage et al. (1992)
j	Thuan & Martin (1981)
k	van Zee et al. (1998b)
l	van Zee (2000)
m	Vaduvescu et al. (2007)
n	Vílchez & Iglesias-Páramo (2003)

Cuadro 5.4: Referencias de los datos de la muestra de galaxias BCD

5.3. Objetos individuales

dIrr	BCD
DDO 155	IZw 18
DDO 187	IIZw 40
IC 1613	Mrk 35
IC 4662	Mrk 209
NGC 1569	Mrk 314
NGC 2366	Mrk 324
NGC 3109	Mrk 370
NGC 4214	Mrk 600
NGC 6822	UGC 4483
LMC	
SMC	

Cuadro 5.5: Lista de objetos seleccionados

Dentro de cada tabla de datos hay objetos especialmente conocidos y observados por multitud de autores, que se pueden tomar como prototipos para hacer una comparación

más detallada. Siguiendo el criterio anterior, se han separado también en galaxias enanas irregulares y en compactas azules.

A continuación se hace una breve reseña sobre cada uno de ellos, indicando los datos que se van a considerar. La mayor parte son galaxias observadas por gran cantidad de autores y presentan una literatura en algunos casos inabarcable. No es el objeto de esta Tesis hacer un estudio detallado de todo lo publicado sobre cada una de ellas, sino elegir, con cierto criterio, los datos más coherentes de cara a la comparación posterior con los modelos.

5.3.1. Galaxias enanas irregulares

En esta sección se hace una descripción breve de cada uno de los objetos, así como los datos observados que hay sobre él. Al final de las descripciones de los objetos individuales se presentan las tablas con los valores elegidos para la comparación.

DDO 155

Otros nombres: UGC 8091, GR8

Coordenadas: RA: 12h58m40.4s DEC: +14d13m03s

Tipo morfológico: I

Es la galaxia enana de menor masa de la muestra. La estimación de la distancia para este objeto ha sido bastante incierta, de hecho se encuentran valores entre 2.1 y 1.6 Mpc. Inicialmente se supuso que era un miembro del cúmulo de Virgo, pero posteriormente, Hodge (1974) la estimó entre 0.5 y 1.5 Mpc. Este valor ha sido revisado varias veces, siendo la primera detección de Cepheidas la que hicieron Tolstoy et al. (1995a), ajustando la distancia entre 1.9 y 2.6 Mpc. En el catálogo de Karachentsev et al. (2004) se indica una distancia de 2.1 Mpc, calculada con la luminosidad de la rama de las gigantes rojas.

Actualmente está considerada un miembro del Grupo Local, situada en las parte más exterior. Esta localización hace que para nuestro estudio se pueda considerar como un objeto aislado, sin interacción con ninguna otra compañera, como así lo suponen van Zee et al. (2006), entre otros.

La discrepancia que hay en la distancia obviamente se transmite a la luminosidad. Así encontramos valores de M_B entre -11.2 (Garnett, 2002) y -12.19 (Karachentsev et al., 2004) que es la que adoptan Lee et al. (2003b). Los colores, corregidos de extinción son $(B-V) = 0.31$ (Lee et al., 2003b) y $(U-B) = -0.56$ (de Vaucouleurs et al., 1991).

El valor de la masa de HI oscila, en valor logarítmico, entre 6.84 (Garnett, 2002) y 7.04 (Lee et al., 2003b). Para éstos últimos la masa estelar es $\log(M^*) = 6.74$. La masa

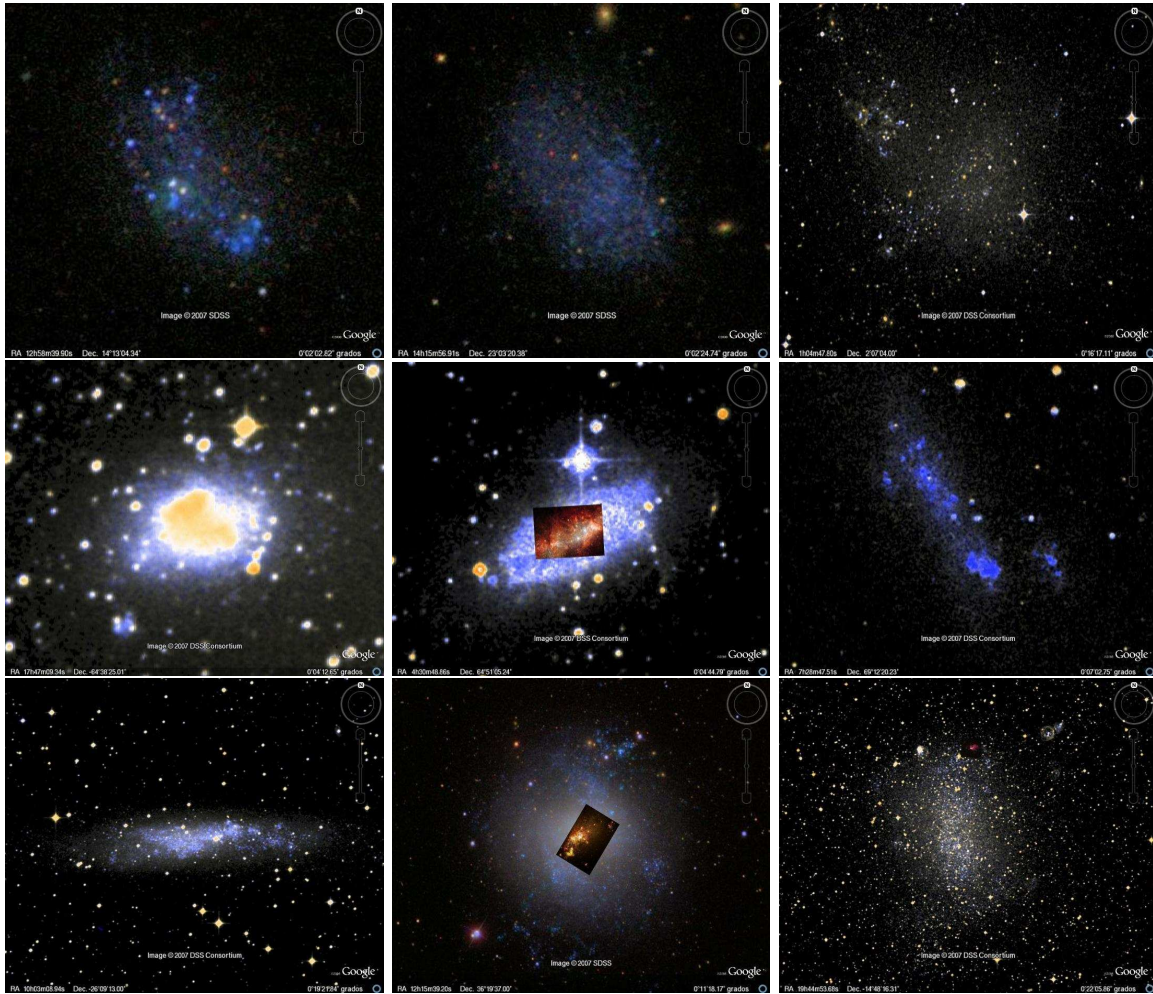


Figura 5.1: Imágenes de la selección de galaxias enanas irregulares tomadas por el telescopio SDSS y obtenidas a través de la aplicación de Google-Earth. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: DDO 155, DDO 187, IC 1613, IC 4662, NGC 1569, NGC 2366, NGC 3109, NGC 4214, NGC 6822.

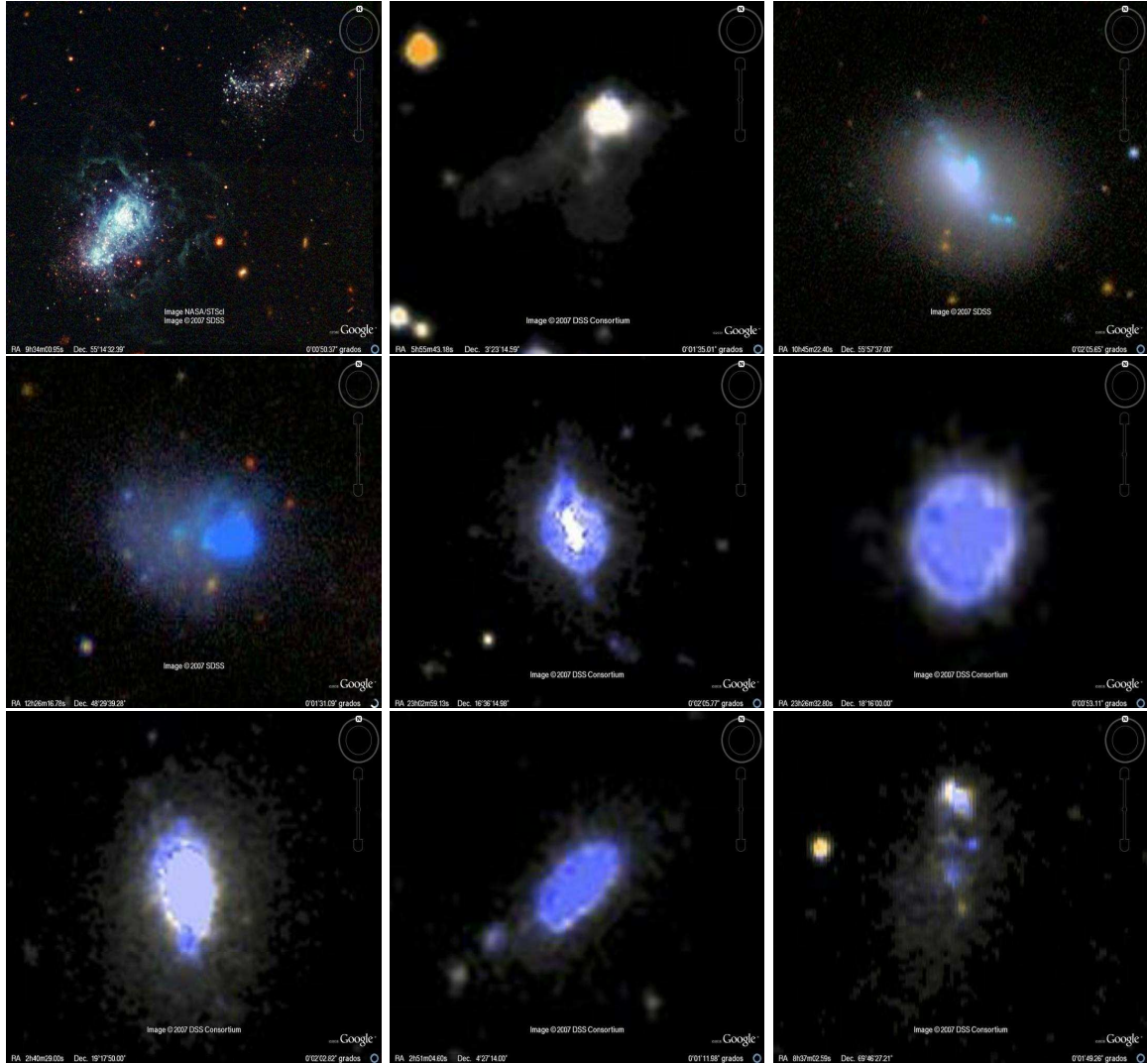


Figura 5.2: Imágenes en el óptico de la selección de galaxias BCD tomadas por el telescopio SDSS y obtenidas a través de la aplicación de Google-Earth. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: I Zw 18, II Zw 40, Mrk 35, Mrk 209, Mrk 314, Mrk 324, Mrk 370, Mrk 600, UGC 4483.

dinámica, $1.67 \times 10^8 M_{\odot}$, ha sido calculada a través de la velocidad de rotación por Hoffman et al. (1996).

En el valor de la metalicidad sin embargo, el acuerdo es mucho mayor. Todos los autores coinciden en un valor de $12 + \log(O/H)$ entre 7.6 y 7.65 con un error no mayor de 0.14. Presenta una abundancia de nitrógeno de $(N/O) = -1.51 \pm 0.07$ (van Zee et al., 2006).

DDO 187

Otros nombres: UGC 9128

Coordenadas: RA:14h15m56.5s DEC: +23d03m19s

Tipo morfológico: IAB-B

Esta galaxia muestra la morfología típica de las enanas irregulares con una población joven y azul (Aparicio et al., 2000). Hoessel et al. (1998) hicieron el primer barrido de estrellas variables de DDO 187, identificando dos estrellas como posibles Cepheids. La distancia resultante fue 7.0 ± 0.2 Mpc, lo que implicaba que era demasiado grande como para poder hacer un estudio posterior con la rama asintótica de las gigantes rojas. Sin embargo Aparicio et al. (2000) llegaron a configurar el diagrama Color-Magnitud, modificando de forma considerable el valor de la distancia, hasta 2.5 ± 0.2 Mpc. De acuerdo a esta distancia, su magnitud absoluta es $M_B = -12.71$, siendo una de las galaxias más débiles de la muestra.

Los colores, corregidos de extinción son $(B-V) = 0.38$ (Lee et al., 2003b) y $(U-B) = -0.08$ (de Vaucouleurs et al., 1991).

Los valores de la masa de HI y de la masa en forma estelar son de Lee et al. (2003b): $\log(M_{HI}) = 7.32$, y $\log(M^*) = 7.03$. La masa dinámica, obtenida a través de la curva de rotación es $9.65 \times 10^8 M_{\odot}$ (Hoffman et al., 1996).

Los datos de abundancia de oxígeno varían entre $12 + \log(O/H) = 7.69$ (Lee et al., 2003b) y 7.75 ± 0.05 (van Zee et al., 2006). Según éstos últimos, $(N/O) = -1.8 \pm 0.12$

IC 1613

Otros nombres: UGC 668, DDO 008

Coordenadas: RA:01h04m47.8s DEC:+02d07m04s

Tipo morfológico: I-B

La proximidad a esta galaxia ha facilitado que fuera de las primeras en las que se pudieran detectar estrellas de forma individual, como así lo hizo Baade en 1928. Debido

al bajo valor del enrojecimiento a lo largo de la línea de visión, ha sido de gran utilidad a la hora de calibrar la relación periodo-luminosidad de las Cefeidas, para determinar las distancias extragalácticas. A pesar de pertenecer al Grupo Local ocupa una posición relativamente lejana del resto, lo que le permite ser considerada una galaxia aislada de cara a incluirla en esta selección. Como todas las dIrr, muestra una población joven, pero se observa una componente subyacente con una edad no inferior a 3 Giga-años (Cole et al., 1999).

La distancia obtenida a través de la rama de las gigantes rojas varía entre 715 kpc (Cole et al., 1999) y 824 kpc (Tikhonov & Galazutdinova, 2002). Por medio del *red clump*¹ Dolphin et al. (2001) obtienen un valor de 718 kpc. En consonancia con estas distancias, el valor de la magnitud varía entre $M_B = -14.51$ (Karachentsev et al., 2004), o $MB = -14.53$ (Lee et al., 2003b).

Presenta un color corregido de extinción: $(B-V)=0.67$ (Lee et al., 2003b). No se han encontrado datos del valor de $(U-B)$.

Skillman et al. (1989) obtuvieron un valor para la masa de hidrógeno neutro, en logaritmo, de 7.73. Observaciones posteriores de Garnett (2002) y Lee et al. (2003b) elevaron su valor a 7.97. La masa estelar es, también en logaritmo, de 8.13 (Lee et al., 2003b), y la masa dinámica es $7.54 \times 10^8 M_\odot$ (Hoffman et al., 1996)

La abundancia de oxígeno es $12 + \log(O/H) = 7.62 \pm 0.05$ (Lee et al., 2003b), y de nitrógeno $(N/O) = -1.13 \pm 0.18$ (van Zee et al., 2006).

IC 4662

Otros nombres: PGC 60851

Coordenadas: RA: 17h47m08.8s DEC:-64d38m30s

Tipo morfológico: IB-B

En el atlas de Sandage & Bedke (1994) se le asigna una distancia de 5 Mpc, de acuerdo a la cual, la magnitud absoluta es $M_B = -17.2$. Posteriormente, en el catálogo de Karachentsev et al. (2004), este valor se corrige hasta 2 Mpc, y por consiguiente la magnitud se reduce, quedando en -15.13. Sin embargo Lee et al. (2003b) obtienen una magnitud algo mayor, concretamente $M_B = -15.84$. Según el módulo de distancia que asumen, la galaxia debiera estar a 2.9 Mpc.

Sus colores, corregidos de extinción son $(B-V)=0.35$ (Lee et al., 2003b) y $(U-B)=-0.46$ de Vaucouleurs et al. (1991).

Las masas de hidrógeno neutro y estrellas son de Lee et al. (2003b), con valores logarítmicos de 8.4 y 8.3 respectivamente.

¹El término español sería algo similar a "conglomerado rojo", pero a un lector astrónomo le resultaría incomprensible

En este último trabajo, refieren una abundancia de oxígeno de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.09 \pm 0.04$, que es ligeramente inferior al que aportan van Zee et al. (2006): $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.17 \pm 0.04$, y $(\text{N}/\text{O}) = -1.5 \pm 0.05$

NGC 1569

Otros nombres: VII Zw 16, UGC 3056

Coordenadas: RA:04h30m49.0s DEC:+64d50m53s

Tipo morfológico: IB-B

De toda la selección de galaxias enanas irregulares, esta es quizás la más controvertida a la vez que una de las más observadas. Para muchos autores se trata de una galaxia BCD, aunque en este momento no manifieste el espectro típico de estos objetos, porque su brote de formación estelar sea algo más viejo que lo que debiera ser para ser catalogada así. En los espectros obtenidos por Drissen & Roy (1994); Ho et al. (1995); Gonzalez Delgado et al. (1997) y Martin & Kennicutt (1997) se observan líneas anchas de He I atribuibles a estrellas post-WR, por lo que muchas veces se la cataloga como una galaxia *post-BCD* (Heckman et al., 1995; Greggio et al., 1998). No obstante, también encontramos trabajos en los que se la incluye dentro del grupo de las enanas irregulares, como en los de Skillman et al. (1989); Garnett (2002); Lee et al. (2003b); van Zee et al. (2006) entre otros.

Durante mucho tiempo se supuso que esta galaxia debía estar en torno a 2 Mpc de distancia (2.2 Mpc según Martin & Kennicutt (1997), 1.95 Mpc según Karachentsev et al. (2004)), pero la observación a través del HST de la rama de las gigantes rojas ha cambiado este valor, situando a NGC 1569 a 3.36 ± 0.2 Mpc (Grocholski et al., 2008).

Dado lo reciente del último dato sobre la distancia, no se ha encontrado ningún trabajo que recalcule la magnitud absoluta en banda B. Haciendo una aproximación a través de la ley de Pogson, el nuevo valor debe de estar próximo a -18.70, y es este el que usaremos en la comparación.

La fotometría integrada es de Lee et al. (2003b) $(B-V) = 0.35$. Desafortunadamente, no se encuentran datos del color $(U-B)$.

La masa en hidrógeno neutro, en valor logarítmico, varía entre 8.05 (Skillman et al., 1989) y 7.99 (Lee et al., 2003b). Según estos últimos, la masa en forma estelar es mayor que la de hidrógeno: $\log(M_*) = 8.57$. Skillman et al. (1989) obtienen una masa total $\log(M_{\text{tot}}) = 8.7$.

No obstante, hay que tener en cuenta que una variación tan drástica en la distancia como la que ha tenido lugar para esta galaxia, puede cambiar por completo algunos de estos valores.

La abundancia en oxígeno es $12+\log(\text{O}/\text{H})=8.19 \pm 0.06$ (Lee et al., 2003b) y la de nitrógeno $(\text{N}/\text{O})=-1.39 \pm 0.05$ (van Zee et al., 2006)

NGC 2366

Otros nombres: UGC 3851, DDO 042

Coordenadas: RA: 07h28m54.6s DEC:+69d12m57s

Tipo morfológico: IB-B

Catalogada como galaxia de bajo brillo superficial (LSB), muestra una estructura granulada con una región HII gigante hacia el sur (UGC 3847 o NGC 2363), responsable de la mayor parte de la emisión en H_α . No se aprecia ninguna región nuclear de manera que el centro de rotación se ha determinado simetrizando la curva de rotación (Garrido et al., 2004). La parte que se aproxima, de la curva de rotación, está dominada por movimientos no circulares, correspondientes a una zona de formación estelar más o menos intensa (de Blok & Bosma, 2002). A pesar de que a veces se ha clasificado como barrada, en los mapas de velocidades no aparece traza alguna de barra (Hunter et al., 2001).

Se encuentra a una distancia entre 3.19 Mpc (Karachentsev et al., 2004) y 3.45 (Tolstoy et al., 1995b), con valores de magnitud absoluta de -16.02 y -16.28 respectivamente.

La fotometría integrada y corregida de extinción aporta el valor $(B-V)=0.54$ (Lee et al., 2003b).

En el trabajo de Skillman et al. (1989) calculan la masa de hidrógeno neutro y la masa total, con unos valores logarítmicos de 8.87 y 9.26 respectivamente. El valor de masa de hidrógeno que publican Lee et al. (2003b) es ligeramente mayor, 8.95, y la masa en forma estelar es de 8.78.

De la curva de rotación, obtenida por Thuan et al. (2004) se deduce una masa total de $1.86 \times 10^9 M_\odot$, que está de acuerdo con el valor antes citado de Skillman et al. (1989).

La abundancia en oxígeno según Skillman et al. (1989) es de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.96$, mientras que Lee et al. (2003b) y van Zee et al. (2006) obtienen un valor de 7.91 ± 0.05 , aunque hay pequeñas discrepancias en el cálculo de errores. El valor de (N/O) es -1.61 ± 0.02 (van Zee et al., 2006).

NGC 3109

Otros nombres: UGCA 194

Coordenadas: RA:10h03m06.9s DEC:-26d09m34s

Tipo morfológico: SBM-B

Es la galaxia más masiva del grupo Antila-Sextants. Aunque se la considera dIrr, hay autores que la catalogan como una espiral magallánica o quizás como enana espiral.

La distancia a este objeto es de 1.25 Mpc según Lee et al. (2003b), aunque para Karachentsev et al. (2004) es de 1.33 Mpc. De acuerdo con estos valores, la magnitud absoluta es $M_B = -15.25$ o -15.68 respectivamente.

El valor del color, corregido de absorción es: $(B-V)=0.49$ (Lee et al., 2003b).

La masa en gas y masa dinámica se deben a Skillman et al. (1989), con unos resultados (en logaritmo) de 8.84 y 9.82, La primera no difiere demasiado con la obtenida por Lee et al. (2003b), de 8.94. Para estos últimos, el logaritmo de la masa estelar es 8.83.

Respecto a la abundancia en oxígeno, los datos son más dispares. Para Skillman et al. (1989) $12 + \log(O/H) = 8.06 \pm 0.2$, mientras que el que obtienen Lee et al. (2003b) y van Zee et al. (2006) es de 7.73 ± 0.33 . Estos últimos obtienen un valor de $(N/O) = -1.32 \pm 0.2$

NGC 4214

Otros nombres: NGC 2428, UGC 7278

Coordenadas: RA:12h15m39.2s DEC: +36d19m37s

Tipo morfológico: I-B

Es una galaxia irregular del tipo magallánico con una región interior joven con formación estelar rodeada de un disco de población más vieja. Se distinguen dos regiones diferenciadas de emisión, cada una con estructura granulada. En radio se diferencian nodos que no son detectados en H_α . El mapa de velocidad de la parte central no manifiesta una componente circular, y la configuración espacial de la galaxia (colocada de frente) hace imposible la obtención de la curva de rotación (Garrido et al., 2004)

La distancia que adoptan Fanelli et al. (1997) y posteriormente Beck et al. (2000) es de 4.1 Mpc, aunque en el estudio de Karachentsev et al. (2004) esta distancia se reduce a 2.94 Mpc. El valor de M_B según éstos últimos es de -17.19 , aunque para Lee et al. (2003b), que suponen una distancia algo mayor, es de -18.04 . El color es $(B-V) = 0.46$ (Lee et al., 2003b).

La masa en gas y masa total que obtienen Skillman et al. (1989) es, en logaritmo, de 9.05 y 9.51 respectivamente. Estos valores difieren algo de los obtenidos por Lee et al. (2003b), en los que $\log(M_{HI}) = 9.24$, y $\log(M_*) = 9.39$, lo que aportaría una masa

mínima total de $\log(M_{tot}) = 9.62$.

Según Skillman et al. (1989) $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.34$, mientras que para Lee et al. (2003b) el valor es 8.24 ± 0.12 , y para van Zee et al. (2006) es 8.25 ± 0.1 , La abundancia de nitrógeno según éstos últimos es $(\text{N}/\text{O}) = -1.3 \pm 0.15$

NGC 6822

Otros nombres: IC 4895, DDO 209

Coordenadas: RA:19h44m56.6s DEC:-14d47m21s

Tipo morfológico: IB-B

Esta galaxia, junto con NGC 1569 y las Nubes de Magallanes, es una de las más observadas y sobre las que hay más literatura, debido a su cercanía. Su aspecto óptico manifiesta una distribución irregular de regiones HII, que también incluyen estrellas viejas (Alton et al., 1998). Israel et al. (1996) deducen, de observaciones en IR que solamente la mitad de la emisión en el IR lejano proviene de fuentes discretas de HII, siendo la otra mitad provocada por estrellas viejas (mayores de 10 millones de años)

Al ser una galaxia muy próxima, situada en los extremos del G.L., el acuerdo sobre la distancia es bastante grande, quedando fijada en 0.5 Mpc (Gallart et al., 1996). Sin embargo encontramos algunas diferencia en el valor de M_B , que no son achacables a diferentes valores de la distancia. Según consta en el catálogo de Karachentsev et al. (2004) $M_B = -15.22$, mientras que para Lee et al. (2003b) es algo más bajo, -14.95 , y el valor que adopta Garnett (2002) es menor aun: -14.7 .

Presenta un valor corregido de extinción $(B-V)=0.59$ (Lee et al., 2003b), aunque Garnett (2002) considera un valor ligeramente menor: $(B-V) = 0.47$.

La masa en forma de HI que obtienen Skillman et al. (1989) y Lee et al. (2003b) es la misma: 8.13 (en valor logarítmico), mientras que Huchtmeier & Richter (1986) obtiene un valor de 8.27. La masa total es $9.21M_{\odot}$ (Skillman et al., 1989), y la masa en forma estelar es $8.19M_{\odot}$ (Lee et al., 2003b).

La abundancia en oxígeno es, según autores: 8.2 ± 0.2 (Skillman et al., 1989), 8.25 ± 0.11 (Lee et al., 2003b), 8.11 ± 0.05 (van Zee et al., 2006), y según éstos últimos $(\text{N}/\text{O}) = -1.6 \pm 0.1$

Nube Grande de Magallanes, LMC

Otros nombres: PGC 017223

Coordenadas: RA:05h23m34.5s DEC:-69d45m22s

Tipo morfológico: SBM-B



Figura 5.3: Imagen de las Nubes de Magallanes, tomada por A. R. López Sánchez (IAC/ATNF). Como se aprecia en la imagen, son detectables a simple vista.

Las Nubes de Magallanes, por su cercanía y tamaño, son uno de los pocos objetos extragalácticos que se pueden observar a simple vista. Esta característica les hace ser las galaxias con la historia más larga dentro de nuestro conocimiento. El primer dato observable lo aportó el astrónomo persa Abd Al-Rahman Al Sufi, aunque en Europa no fueron conocidas hasta el viaje de Fernando Magallanes en 1519 a lo largo de su vuelta al mundo, a quien deben su nombre. Su proximidad nos ha permitido observar la primera supernova de la era moderna a simple vista, en febrero de 1987.

Esta brevísima reseña histórica tiene como objeto poner de manifiesto que los trabajos que se han realizado en la era moderna sobre este par de galaxias son innumerables, empezando por el primero, de Herschel en el siglo XIX, hasta la actualidad. Son uno de los mejores laboratorios para el estudio de la historia de la formación estelar, la función inicial de masas y cualquier otro concepto que requiera el conocimiento del objeto en su totalidad.

El hecho de la proximidad a la Vía Láctea y su posible interacción hace que este par de galaxias no sean las que mejor se vayan a ajustar a nuestros modelos. No obstante, son objetos *bandera* que no podemos dejar a un lado.

La distancia de la Gran nube de Magallanes es tan solo de 0.05 Mpc, su magnitud absoluta en banda B es -17.93, y presenta unos colores, corregidos de extinción de $(B-V)=0.45$ (Lee et al., 2003b), y $(U-B)=-0.06$ de Vaucouleurs et al. (1991).

El valor de la masa total que hemos considerado mejor es el publicado en Lequeux et al. (1979), de $6.1 \times 10^9 M_{\odot}$ (9.78 en valor logarítmico). La masa de hidrógeno neutro

y masa en forma estelar según Lee et al. (2003b) es 8.82 y 9.37 respectivamente.

De todo el elenco de valores sobre oxígeno y nitrógeno que hay de este objeto, hemos elegido los de van Zee et al. (2006): 8.37 ± 0.22 y -1.3 ± 0.2 respectivamente.

Nube Pequeña de Magallanes, SMC

Otros nombres: NGC 0292, PGC 003085

Coordenadas: RA:00h52m44.8s DEC: -72d49m43s

Tipo morfológico: SBM-B

Esta galaxia está ligeramente más lejos que su compañera, encontrándose a una distancia de 0.06 Mpc. El valor de M_B consignado en el catálogo LEDA es de -17.46, aunque hemos preferido el que publica Lee et al. (2003b) de -16.56, para mantener la coherencia con el resto de los datos.

La fotometría integrada se debe a Lee et al. (2003b): $(B-V)=0.59$, y de Vaucouleurs et al. (1991): $(U-B)=-0.27$.

Respecto a la masa total, los valores que dan Lequeux et al. (1979) y Skillman et al. (1989) son francamente diferentes. Los primeros consideran un logaritmo de la masa total de 9.18 mientras que los últimos publican un valor de 8.7. La masa de hidrógeno neutro para Skillman et al. (1989) es 8.59, y para Lee et al. (2003b) es 8.95. Estos últimos obtienen una masa estelar de 8.92, que es claramente mayor que la masa total obtenida por Skillman et al. (1989).

En lo que se refiere a abundancia de oxígeno, también hay ligeras discrepancias entre Skillman et al. (1989) y Lee et al. (2003b). Los primeros consideran una metalicidad menor, con un valor de 7.98, mientras que los segundos obtienen 8.03 ± 0.1 . Para van Zee et al. (2006) $12 + \log(O/H) = 8.13 \pm 0.1$ y $(N/O) = -1.58 \pm 0.15$

5.3.2. Galaxias enanas compactas azules

De la misma manera que se ha procedido en las galaxias enanas irregulares, al final de la descripción se presentan los datos elegidos. Las imágenes de estos objetos han sido obtenidas del atlas de Gil de Paz et al. (2003). En las Figs. 5.4 y 5.5 se muestran las galaxias seleccionadas en H_α y banda B respectivamente.



Figura 5.4: Imágenes de la selección de galaxias BCD en H_α obtenidas del catálogo de Gil de Paz et al. (2003). De izquierda a derecha y de arriba a abajo: I Zw 18, II Zw 40, Mrk 35, Mrk 209, Mrk 314, Mrk 324, Mrk 370, Mrk 600, UGC 4483.

IZw 18

Otros nombres: UGCA 166, Mrk 116

Coordenadas: RA: 09h34m02.0s DEC: +55d14m28s

Tipo morfológico: I0

Esta galaxia, descubierta por Zwicky en 1966, fue descrita como un sistema doble

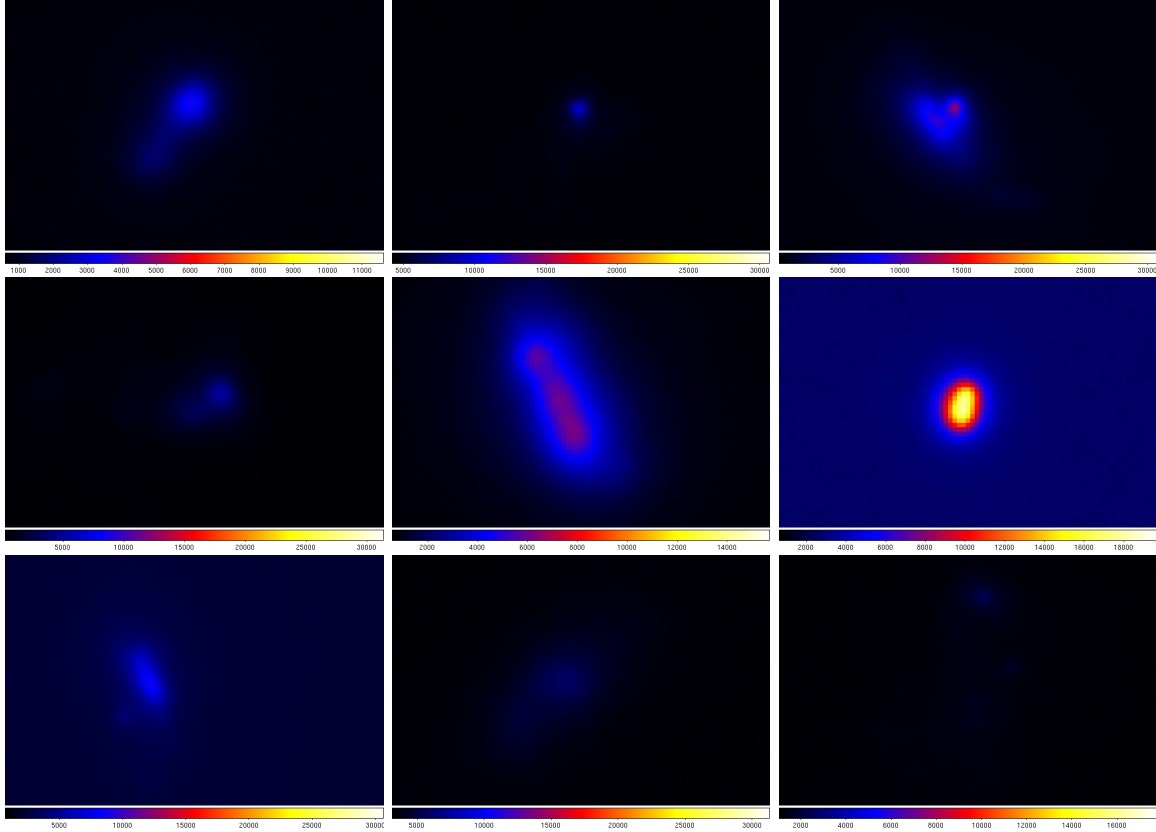


Figura 5.5: Imágenes de la selección de galaxias BCD en banda B obtenidas del catálogo de Gil de Paz et al. (2003). De izquierda a derecha y de arriba a abajo: I Zw 18, II Zw 40, Mrk 35, Mrk 209, Mrk 314, Mrk 324, Mrk 370, Mrk 600, UGC 4483.

conectado por un estrecho puente de gas. Las posteriores observaciones revelaron que su estructura no era tan sencilla. Su principal característica es su baja metalicidad, de hecho es el objeto menos metálico observado.

El tema de la distancia es crítico en esta galaxia. Durante mucho tiempo se ha creído que estaba iniciando su formación estelar, es decir que era un objeto *realmente* joven. Izotov & Thuan (2004a) presentan nuevas observaciones de I Zw 18 con el HST sin encontrar estrellas RGB (objetos poco masivos y de una edad entre 1 y 15 Giga-años), por lo que concluyen que no hay estrellas evolucionadas más allá de los 500 millones de años. Con los mismos datos, Aloisi et al. (2007) hacen un nuevo estudio fotométrico, pero sus resultados son diferentes, ya que efectivamente encuentran estas estrellas, aunque son pocas y con grandes errores fotométricos. Estos autores calculan la distancia a la que se encuentran y obtienen un valor de 18.2 ± 1.5 Mpc, lo que hace comprensible el hecho de que se hayan detectado tan pocas estrellas de baja masa. Si el objeto estuviera mucho más cerca, como a los 10 Mpc que se creía en un principio,

el hecho de no detectarlas sería la consecuencia de que no existen, mientras que si la distancia es casi el doble, se pone de manifiesto un problema de detección, no de existencia como tal.

Sus colores corregidos de extinción y de líneas de emisión son $(B-V) = -0.03$ y $(U-B) = -0.88$ (van Zee et al., 2006), una masa dinámica de $2.6 \times 10^8 M_\odot$ y una masa de hidrógeno de $2.6 \times 10^7 M_\odot$.

La abundancia en oxígeno ha sido la cuestión que la ha hecho tan conocida, desde que Searle & Sargent (1972) midieron un valor de $[O/H] = -1.14$, es decir el 7 % del valor solar, lo que en unidades de $12 + \log(O/H)$ corresponde a 7.18.

Su abundancia en nitrógeno es de -1.56 ± 0.09 (Nava et al., 2006).

El valor de la luminosidad H_α en logaritmo es de 39.83 (Gil de Paz et al., 2003), lo que corresponde a una tasa de formación estelar, según Kennicutt (1998) de $0.053 M_\odot/\text{año}$

II Zw 40

Otros nombres: UGCA 116

Coordenadas: RA: 05h55m42.6s DEC: +03d23m32s

Tipo morfológico: *ii*,M

Es una galaxia del tipo *cometaria*, con una *cabeza* prominente y dos anchas *colas*. La formación estelar está concentrada en la cabeza, mientras que las colas son bastante rojas y no muestran formación estelar aparente (Cairós et al., 2001). Esta estructura se ha interpretado como el resultado de la fusión de dos galaxias menores (Baldwin et al., 1982).

La distancia a la que se encuentra esta BCD es de 9.8 Mpc (Gil de Paz et al., 2003), aunque anteriormente, la mayor parte de los autores trabajaban con un valor ligeramente mayor, de 10.1 (van Zee et al., 1998b; Cairós et al., 2001).

La magnitud M_B publicada es muy diferente según distintos autores. Así encontramos valores desde -16.2 (van Zee et al., 1998b) hasta -18.09 (Gil de Paz et al., 2003), pasando por -17.11 (Cairós et al., 2001).

Los colores, sin corrección de líneas de emisión son: $(B-V) = 0.52 \pm 0.12$, $(V-I) = 0.26 \pm 0.12$ (Cairós et al., 2001). Además se han publicado valores de $(B-V) = 0.1$ corregido de líneas (Huchtmeier et al., 2007), y $(B-R) = 0.77 \pm 0.09$ (Gil de Paz et al., 2003)

Como valor de la masa de hidrógeno y masa total, hemos elegido las obtenidas por Thuan & Martin (1981) de $4.47 \times 10^8 M_\odot$ y $6.76 \times 10^8 M_\odot$ respectivamente.

La abundancia en oxígeno obtenida por van Zee et al. (1998b) es algo mayor que lo publicado con posterioridad. Estos autores aportan un dato de 8.13 ± 0.15 , mientras que Nava et al. (2006) obtiene un valor de 7.69 ± 0.01 , y una abundancia de nitrógeno de $(N/O) = -1.53 \pm 0.03$.

La tasa de formación estelar de esta galaxia es de las mayores dentro del grupo de objetos seleccionados. Su luminosidad en H_α es en logaritmo de 41.25 (Gil de Paz et al., 2003), que corresponde con una tasa de $1.4 M_\odot/\text{año}$.

Mrk 35

Otros nombres: NGC 3353, UGC 5860, Haro3

Coordenadas: RA:10h45m22.4s DEC:+55d57m37s

Tipo morfológico: iE

Esta galaxia tiene una morfología barrada, en la que se aprecia formación estelar, dividida en dos zonas. Según Cairós et al. (2001) se encuentra a una distancia de 13.9 Mpc, aunque posteriormente los mismos la corrigieron a 15.6 Mpc, lo que supuso un cambio de su magnitud absoluta en banda B, desde -17.5 hasta -17.75.

Los colores sin corregir de emisión son $(B-V) = 0.61 \pm 0.12$, $(V-I) = 0.71 \pm 0.04$ y $(V-R) = 0.23 \pm 0.04$ (Cairós et al., 2001). Gil de Paz et al. (2003) le asignan un valor de $(B-R) = 0.61 \pm 0.14$, y por último, el catálogo RC3 (de Vaucouleurs et al., 1991) aporta unos valores, corregidos de extinción pero no de líneas de: $(B-V)=0.43$ y $(U-B)=-0.37$.

La masa de hidrógeno neutro es $5.4 \times 10^8 M_\odot$ (Thuan & Martin, 1981), y desgraciadamente no se han encontrado datos sobre su masa dinámica.

La abundancia en oxígeno ha sido medida por García-Lorenzo et al. (2008) para distintas regiones, dando un valor promedio de 8.4. El valor de $(N/O) = -1.49 \pm 0.01$, se debe a Nava et al. (2006).

La luminosidad H_α es en logaritmo de 40.83, equivalente a una tasa de formación estelar de $0.53 M_\odot/\text{año}$ (Gil de Paz et al., 2003)

Mrk 209

Otros nombres: I Zw 36, UGCA 281, Haro29

Coordenadas: RA:2h26m15.9s DEC:+48d29m37s

Tipo morfológico: iE

Esta galaxia ha sido menos observada que las anteriores, se encuentra a una distancia de 5.8 Mpc (Gil de Paz et al., 2003; Noeske et al., 2005) y presenta una magnitud de $M_B = -14.67$ (Gil de Paz et al., 2003). De su fotometría integrada se obtienen unos valores de $(B-V) = 0.51$, $(U-B) = -0.51$, $(V-R) = 0.16$ (Thuan & Martin, 1981) y $(B-R) = 0.21 \pm 0.13$ (Gil de Paz et al., 2003).

La masa de hidrógeno neutro es de $5 \times 10^7 M_\odot$. Su abundancia en oxígeno es $12 + \log(O/H) = 7.77 \pm 0.01$ (Nava et al., 2006), y una luminosidad en H_α de 39.84, equivalente a $0.055 M_\odot/\text{año}$ (Gil de Paz et al., 2003).

Mrk 314

Otros nombres: NGC 7468, UGC 12329

Coordenadas: RA:23h02m59.2s DEC:+16d36m19s

Tipo morfológico: iI,M

Presenta unas isofotas de forma elíptica que rodean a un núcleo en el que se distinguen tres regiones con formación estelar. Situada a unos 30 Mpc de distancia (32.2 Mpc según Gil de Paz et al. (2003), 28.9 Mpc según Noeske et al. (2005)) presenta una magnitud $M_B = 18.5$.

El color $(B-R) = 0.43 \pm 0.24$ se debe a Gil de Paz et al. (2003). La fotometría integrada aporta los valores: $(B-V)=0.48$, $(U-B)=-0.32$ y $(V-R)=0.57$ (Thuan & Martin, 1981). Del catálogo RC3 (de Vaucouleurs et al., 1991) se obtiene cantidades para estos colores de $(B-V)=0.38$ y $(U-B)=-0.34$.

Según estos últimos, la masa de hidrógeno atómico es de $2.9 \times 10^9 M_\odot$ y la masa total es $6.9 \times 10^9 M_\odot$. Wiklind et al. (1995) han observado la intensidad de las líneas de CO, obteniendo una masa de H_2 de $2.54 \times 10^8 M_\odot$.

La abundancia en oxígeno ha sido calculada por García-Lorenzo et al. (2008) para varias regiones, dando un valor promedio de 8.2, No se han encontrado datos sobre su abundancia de nitrógeno.

Su luminosidad en H_α es de 40.90 (en logaritmo), correspondiente a una formación estelar de $0.63 M_\odot/\text{año}$

Mrk 324

Otros nombres: UGCA 439, PGC 071442

Coordenadas: RA: 23h26m32.8s DEC: +18d16m00s

Tipo morfológico: nE

Es una galaxia en la que se diferencia con claridad un doble núcleo, encontrándose la máxima intensidad de emisión en H_α en el espacio comprendido entre ambos. El campo de velocidades estudiado por Petrosian et al. (2002) pone de manifiesto que el centro que rota como un sólido rígido, está conectado por una línea de nodos con los dos núcleos principales.

Del catálogo de Gil de Paz et al. (2003) obtenemos la distancia y la magnitud M_B , 25.3 Mpc y -18.84 respectivamente.

Los colores, sin corrección de líneas de emisión son $(B-V) = 0.52 \pm 0.21$ y $(V-I) = 0.71 \pm 0.07$, $(V-R) = 0.49 \pm 0.07$ (Cairós et al., 2001) y $(B-R) = 0.57 \pm 0.14$ (Gil de Paz et al., 2003).

La masa de hidrógeno neutro es $2.7 \times 10^8 M_\odot$ y la masa total $4.1 \times 10^8 M_\odot$ (Thuan & Martin, 1981)

Desgraciadamente no se han encontrado valores observados para la abundancia en oxígeno y nitrógeno de este objeto. En su estudio sobre galaxias compactas azules Amorín (2008) ajustan un valor de $12 + \log(O/H)$ según la ecuación que relaciona la magnitud en B y la metalicidad (Richer & McCall, 1995), pero al no ser un valor observado, hemos preferido no aportarlo a la comparación.

Mrk 370

Otros nombres: NGC 1036, IC 1828, UGC 2160

Coordenadas: RA: 02h40m29.0s DEC: +19d17m50s

Tipo morfológico: IE

Esta galaxia también tiene una morfología elíptica que rodea un núcleo con dos regiones de formación estelar. Ambos núcleos parecen estar conectados por un puente de gas visible en H_α . Según Cairós et al. (2001) se encuentra a una distancia de 12.9 Mpc, aunque posteriormente, los mismos autores corrigen este valor hasta 10.8 Mpc (García-Lorenzo et al., 2008), y obtienen una magnitud M_B de -17.

La fotometría, corregida de líneas de emisión aporta valores de $(B-V) = 0.56$, $(U-B) = -0.22$, y $(V-R) = 0.68$ (Thuan & Martin, 1981), y $(B-R) = 1.28 \pm 0.13$ (Gil de Paz et al., 2003). En el estudio de Cairós et al. (2001), sin corregir de emisión, los valores son $(B-V) = 0.48 \pm 0.06$, $(V-I) = 0.91 \pm 0.04$ y $(V-R) = 0.45 \pm 0.04$. Los datos que aportan de Vaucouleurs et al. (1991) en el catálogo RC3 son: $(B-V) = 0.49$, muy similar al anterior, y $(U-B) = -0.28$.

La masa de hidrógeno y masa total son $3.6 \times 10^8 M_\odot$ y $4.2 \times 10^9 M_\odot$ respectivamente (Thuan & Martin, 1981).

La luminosidad que presenta en H_α es de 40.10 (en logaritmo), correspondiente a

una formación estelar de $0.1 M_{\odot}/\text{año}$

Mrk 600

Otros nombres: PGC 010813

Coordenadas: RA: 02h51m04.6s DEC: +04d27m14s

Tipo morfológico: iE

Esta galaxia tiene un núcleo azul situado en un área difusa brillante alargada en la dirección del eje mayor. La formación estelar tiene lugar principalmente en este núcleo, que a su vez tiene una estructura de cadena de nodos. Además, se observan otras regiones activas en la periferia, aparentemente desconectadas del centro, con una cierta forma de cola. Se encuentra a una distancia de 12.6 Mpc y tiene una magnitud en B de -15.5 (Noeske et al., 2005).

Existen observaciones de fotometría integrada de varios autores. Los colores obtenidos según los autores son: $(B-V) = 0.37$, $(U-B) = -0.34$ (Thuan & Martin, 1981), $(B-V) = 0.3$ (Huchtmeier et al., 2007), $(B-V) = 0.25 \pm 0.06$, $(U-B) = -0.5 \pm 0.07$, $(V-I) = 0.38 \pm 0.04$, y $(V-R) = 0.28 \pm 0.04$ (Cairós et al., 2001), y por último, $(B-R) = 0.03 \pm 0.15$ (Gil de Paz et al., 2003).

En el trabajo de Thuan & Martin (1981) se dan los valores de la masa de hidrógeno y la masa total, pero existe una gran incoherencia entre ellos, puesto que la masa total es menor que la de hidrógeno neutro. ($M_{tot} = 2.2 \times 10^8 M_{\odot}$, $M_{HI} = 3.3 \times 10^8 M_{\odot}$). Estos valores no están lejos del obtenido por Huchtmeier et al. (2007) para la masa total: $3.46 \times 10^8 M_{\odot}$

Las abundancias de oxígeno y nitrógeno son respectivamente, 7.83 ± 0.01 y -1.67 ± 0.03 (Nava et al., 2006), y presenta una tasa de formación estelar, según Gil de Paz et al. (2003) de $0.048 M_{\odot}/\text{año}$.

UGC 4483

Otros nombres: PGC 0024213

Coordenadas: RA: 08h37m03.0s DEC: +69d46m31s

Tipo morfológico: iL,C

Situada a mitad de camino entre M81 y NGC 2403, su posición y velocidad radial indica que puede ser un miembro del complejo M81/NGC 2403. Esta cuestión ha quedado confirmada a través de la fotometría de Tikhonov & Karachentsev (1993), de la que obtienen una distancia de 3.6 ± 0.7 Mpc.

Karachentseva et al. (1985) observaron un nodo brillante en la zona norte que fue posteriormente analizado por Skillman et al. (1991), obteniéndose una metalicidad extremadamente baja, similar a la de IZw 18: $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.3$.

La magnitud absoluta en B está entre -12.7 (van Zee et al., 1998b) y -12.38 (Gil de Paz et al., 2003). Los colores son difíciles de evaluar debido a que esta galaxia tiene una estrella brillante próxima en su campo de visión que contamina las observaciones. No obstante, presenta un color corregido de extinción galáctica: $(B-V)=0.41$ (Makarova, 1999) y $(B-R) = 0.58 \pm 0.13$ (Gil de Paz et al., 2003).

La masa de hidrógeno es $3.71 \times 10^7 M_{\odot}$ (van Zee et al., 1998b) y la tasa de formación estelar $0.0034 M_{\odot}/\text{año}$ (Gil de Paz et al., 2003).

La abundancia de oxígeno que obtiene Nava et al. (2006) es algo mayor que la observada por Skillman et al. (1991), con un valor de 7.55 ± 0.02 , y para el nitrógeno observa $(\text{N}/\text{O}) = -1.63 \pm 0.06$

Nombre (1)	Dist. (2)	M_B (3)	(U-B) (4)	(B-V) (5)	M_{HI} (6)	M_* (7)	M_{Tot} (8)	(O/H) (9)	e-OH (10)	(N/O) (11)	e-NO (12)
DDO 155	2.1	-12.19	-0.56	0.31	7.04	6.74	8.22	7.6	0.14	-1.51	0.07
DDO 187	2.5	-12.71	-0.08	0.38	7.32	7.03	8.98	7.7	0.05	-1.8	0.12
IC 1613	0.73	-14.51	—	0.67	7.97	8.13	8.87	7.62	0.05	-1.13	0.18
IC 4662	2.9	-15.84	-0.46	0.35	8.4	8.3	—	8.17	0.04	-1.5	0.05
NGC 1569	3.36	-18.87	—	0.35	7.99	8.57	8.7	8.19	0.06	-1.39	0.05
NGC 2366	3.19	-16.02	—	0.54	8.95	8.78	9.26	7.91	0.05	-1.61	0.02
NGC 3109	1.25	-15.25	—	0.49	8.94	8.83	9.82	7.73	0.33	-1.32	0.2
NGC 4214	3	-18.04	—	0.46	9.24	9.39	9.62	8.25	0.1	-1.3	0.15
NGC 6822	0.5	-14.95	—	0.59	8.13	8.19	9.21	8.11	0.05	-1.6	0.1
LMC	0.05	-17.93	-0.06	0.45	8.82	9.37	9.78	8.37	0.22	-1.3	0.2
SMC	0.06	-16.56	-0.27	0.59	8.95	8.92	9.18	8.13	0.1	-1.58	0.15

Cuadro 5.6: Datos observados de las galaxias enanas irregulares elegidas. Por columnas: (1): Nombre del objeto, (2): distancia en Mpc, (3): magnitud absoluta en banda B, (4) y (5): colores (U-B) y (B-V) respectivamente, (6): logaritmo de la masa de hidrógeno neutro, (7): logaritmo de la masa en forma estelar, (8): logaritmo de la masa total, (9): abundancia de oxígeno en forma $12+\log(O/H)$, (10): error en la abundancia de oxígeno, (11): abundancia de nitrógeno en forma $\log(N/O)$ y (12): error en la abundancia de nitrógeno.

Nombre (1)	Dist (2)	M_B (3)	(U-B) (4)	(B-V) (5)	(B-R) (6)	e(B-R) (7)	M_{HI} (8)	M_{Tot} (9)	(O/H) (10)	e-OH (11)	(N/O) (12)	e-NO (13)	TFE (14)
IZw18	18.2	-14.5	-0.88	-0.03	-0.18	0.08	7.41	8.41	7.18	0	-1.56	0.09	0.053
IIZw40	9.8	-18.09	—	0.1	0.77	0.09	8.65	8.83	7.69	0.01	-1.53	0.03	1.400
Mrk35	15.6	-17.75	-0.37	0.61	0.61	0.14	8.73	—	8.4	0	-1.49	0.01	0.530
Mrk209	5.8	-14.67	-0.51	0.51	0.21	0.13	7.7	—	7.77	0.01	—	0	0.055
Mrk314	30	-18.5	-0.32	0.48	0.43	0.24	9.46	9.84	8.2	0	—	0	0.630
Mrk324	21.8	-16.5	—	—	0.13	0.57	8.43	8.61	—	0	—	0	0.010
Mrk370	10.8	-17	-0.22	0.56	1.28	0.13	8.56	9.62	8.5	0	—	0	0.100
Mrk600	12.6	-15.5	-0.34	0.37	0.03	0.15	8.52	8.54	7.83	0.01	-1.67	0.03	0.048
UGC4483	3.6	-12.38	—	0.44	0.58	0.13	7.57	—	7.55	0.02	-1.63	0.06	0.034

Cuadro 5.7: Datos observados de las galaxias BCD elegidas. Por columnas: (1): nombre, (2): distancia en Mpc, (3): Magnitud absoluta en banda B, (4) y (5): colores (B-V) y (V-B) respectivamente, (6) y (7): color (B-R) y su error, (8): logaritmo de la masa de hidrógeno neutro, (9): logaritmo de la masa total, (10):abundancia de oxígeno en forma $12+\log(O/H)$, (11): error en la abundancia de oxígeno, (12): abundancia de nitrógeno en forma $\log(N/O)$, (13): error en la abundancia de nitrógeno y (14): tasa de formación estelar en $M_\odot/\text{año}$.

5.4. Resultados relativos a la evolución química

La presentación de las comparaciones con los datos observados seguirá el mismo esquema que el del capítulo anterior. Inicialmente se mostrará el escenario evolutivo y sus consecuencias en la estructura del gas, para continuar con los resultados referentes a la evolución química y por último los relativos a la espectrofotometría.

Dentro de cada caso, y siempre que sea posible, se harán dos comparaciones diferentes. En la primera se presentarán todos los datos de las tablas 5.1 y 5.3, para dar una idea general del comportamiento de los modelos respecto a los dos tipos de objetos: dIrr y BCD. A continuación, y cuando sea posible, se compararán los resultados con los objetos individuales elegidos como patrón.

5.4.1. El escenario evolutivo

En la Fig. 5.6 se muestra la relación final entre la masa en forma de gas y la masa total de todos los modelos, comparándola con los datos de la compilación. Con signos abiertos se indican los valores correspondientes a galaxias dIrr, y con cuadrados los de las galaxias BCD. La tendencia entre los modelos y los datos es similar, aunque cabe destacar que el grueso de las observaciones presenta mejores coincidencias con aquellos modelos que tienen una componente gaseosa mayor, es decir, que corresponden a eficiencias de formación estelar relativamente bajas. No obstante, algunas galaxias BCD coinciden con los modelos más eficientes, aunque son la minoría.

Los modelos de menor masa (color rojo) prácticamente no corresponden a ningún objeto observado. El límite inferior elegido es tan bajo que casi está más próximo a un cúmulo estelar que a una galaxia enana. No obstante existen algunos objetos dentro de este rango de masas, como son DDO 155 o HKKL 14.

5.4.2. Formación estelar

Una de las diferencias fundamentales, y a veces la única, que existe entre las galaxias dIrr y las BCD es su valor de la tasa de formación estelar. Las galaxias dIrr evolucionan de forma *tranquila*, sin brotes, con una tasa de bajo valor pero mantenida a lo largo de un periodo de tiempo largo. Por el contrario, la característica fundamental de las galaxias BCD es que están sufriendo un brote intenso de formación estelar en el presente, que es lo que les confiere su intenso color azul.

Debido a esta particularidad, es de esperar que la TFE de los modelos no coincidan con las de las galaxias BCD, por lo que no vamos a considerar la TFE durante el brote a la hora de compararla con los resultados. No obstante es de esperar una buena correlación con las observaciones de Sanchez Almeida et al. (2008), que aporta datos

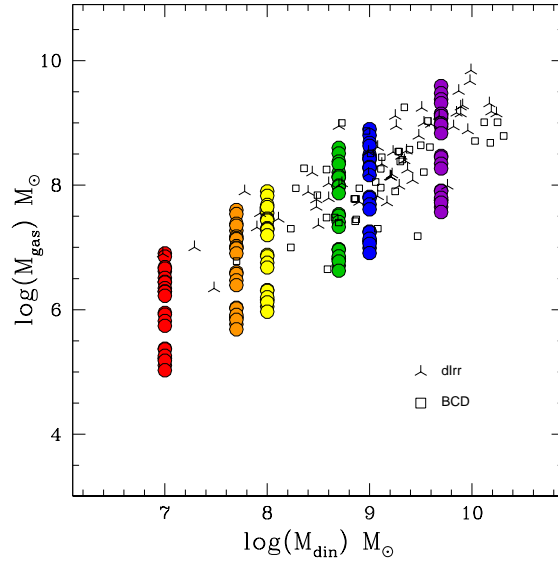


Figura 5.6: Relación entre la masa total de la galaxia y la masa en forma gaseosa. Los signos abiertos corresponden a los datos compilados de galaxias dIrr, mientras que los cuadrados representan galaxias compactas azules.

de estos objetos cuando están en fase quiescente, con una formación estelar baja y mantenida, similar a la de los modelos.

En la Fig. 5.7 se muestra el valor de la TFE en el tiempo presente en función de la magnitud g del SDSS. Los datos de galaxias dIrr son de van Zee (2001), y la transformación entre la fotometría del sistema Johnson, en el que da sus resultados, y el correspondiente al sistema SDSS ha sido hecha de acuerdo a los resultados para ambos sistemas obtenidos a través de la fotometría de los modelos (Mollá et al., 2009).

Hasta magnitud $g = -13$ la coincidencia entre los datos de objetos dIrr y los modelos es excelente. A partir de este valor, para objetos más tenues, los modelos sugieren un valor de la TFE mayor que la observada. Hay que tener en cuenta que se trata de objetos muy débiles, por lo que su detección es poco frecuente y su medición es más incierta que la de objetos más brillantes. Para valores de g menores de -12 ya no se han encontrado valores observados.

Respecto a los datos de las galaxias BCD en fase quiescente, la gran abundancia de datos hace que la zona correspondiente a altas magnitudes esté enormemente poblada, tanto es así que solamente se ve una enorme mancha de puntos. En cuanto al resto, para $g \sim -14$ hay observaciones de galaxias con un valor de $\log(\text{TFE}) = -4.5$ que los modelos no reproducen.

En la parte superior derecha se vuelven a representar los modelos, pero solamente

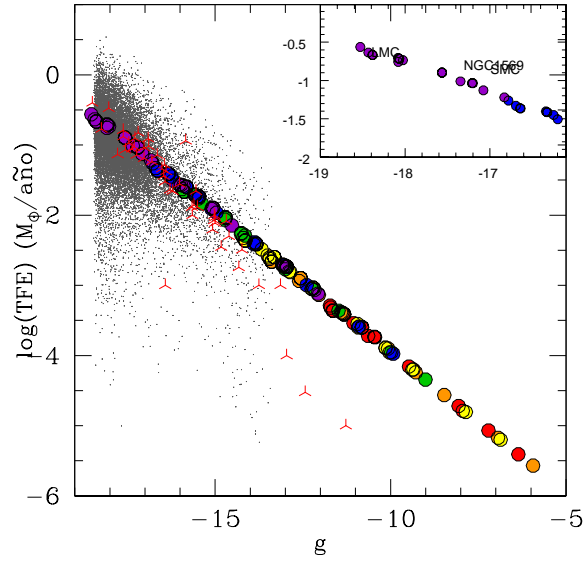


Figura 5.7: Relación entre la TFE y la luminosidad en banda g. Los datos son del trabajo de Sanchez Almeida et al. (2008), donde los objetos seleccionados son galaxias tipo BCD en fase quiescente. Los signos abiertos corresponden a galaxias dIrr. En la parte superior derecha se ha representado la zona de mayor luminosidad evitando los datos de Sanchez Almeida et al. (2008), para poner de manifiesto el acuerdo entre los modelos y los datos de objetos observados de forma individual.

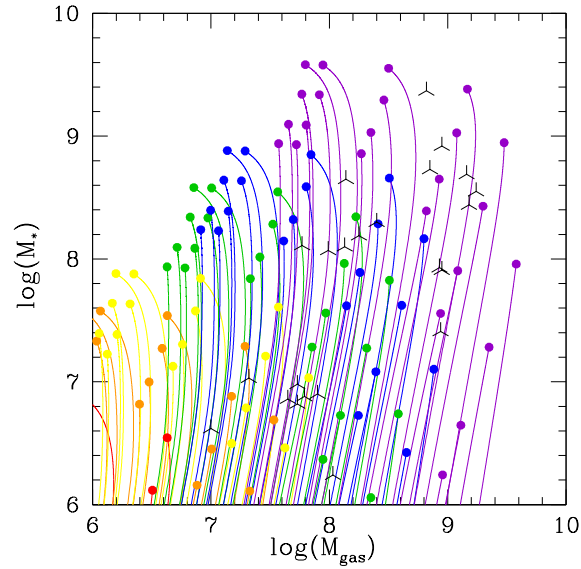


Figura 5.8: Evolución de la masa de la galaxia y la masa en forma estelar. Se ha señalado con puntos los valores finales de cada evolución, y con símbolos abiertos los datos de galaxias enanas irregulares. No se han encontrado datos sobre BCD.

en el rango superior de valores, comparados con los datos de las galaxias patrón del cuadro 5.5. Solamente hay tres valores, pero todos se sitúan ligeramente por encima de los modelos. Se puede concluir que la pendiente esperada en esta representación debería ser algo mayor que la que aportan los modelos, aunque las diferencias son muy pequeñas.

Una prueba de la posible veracidad del escenario cosmológico de este trabajo es estudiar la relación que existe entre la masa en forma de gas y la masa en forma estelar. Si la tasa de caída de gas no es realista, la relación entre ambas magnitudes no podrá satisfacer las observaciones. Por otra parte, si la TFE no se corresponde con lo esperado para este tipo de galaxias, tampoco se podrá verificar la relación. En la Fig. 5.8 se presenta la evolución temporal de la relación entre masa gaseosa y estelar de los modelos, a la vez que las observaciones de estas magnitudes que se disponen de las galaxias dIrr. Se ha marcado con un círculo del color correspondiente el punto final de cada evolución, para que pueda observarse la diferencia de valores según la masa en la zona en la que hay gran acumulación de trazas.

El hecho de que las trazas tengan pendiente prácticamente vertical es debido a la acreción constante de gas. Si la caída de gas es similar al gasto que se hace de éste por la TFE, es posible un aumento de masa estelar manteniendo prácticamente constante la masa gaseosa.

Al márgen de que posteriormente se haga una comparación detallada de cada objeto individual, se presenta algún ejemplo para dejar patente la finalidad de esta gráfica de cara a inferir los mejores parámetros de entrada para cada galaxia en cuestión. Conociendo la masa total del objeto y seleccionando el modelo correspondiente se puede estimar el tiempo evolutivo que los modelos le asignarían. Por ejemplo, en el panel izquierdo de la Fig. 5.9 se ha elegido la galaxia NGC 4214, que tiene una masa dinámica de $3.23 \times 10^9 M_{\odot}$, lo que la sitúa próxima a los modelos de mayor masa (M6-morado). El modelo que mejor se ajusta a la proporción entre masa estelar y masa gaseosa es aquel que tiene un tiempo de colapso de 8 Giga-años y una eficiencia media-baja. La edad predicha en este caso está alrededor de 12 Giga-años, que corresponde con los estados finales de evolución de los modelos.

En el panel derecho de la Fig. 5.9 se muestra otro ejemplo. En este caso se trata de IC 1613, que no presenta una coincidencia tan clara como el anterior. La masa de esta galaxia es aproximadamente $8 \times 10^8 M_{\odot}$, por lo que debería situarse entre los modelos de masas $5 \times 10^8 M_{\odot}$ y $10^9 M_{\odot}$ (M4-verde y M5-azul). Obviamente, sólo se pueden dar estimaciones imprecisas sobre el tiempo de colapso, la eficiencia y la edad. En este caso, el tiempo de colapso más probable sigue siendo 8 Giga-años, pero la eficiencia oscila entre los valores media-bajo y medio. La diferencia fundamental entre considerar un modelo u otro, es que si suponemos que el mejor ajuste se produce con el modelo de mayor masa, la cantidad de masa estelar se alcanza en un tiempo evolutivo anterior que en el caso de masa dinámica menor, por eso, la edad predicha en este caso es solamente

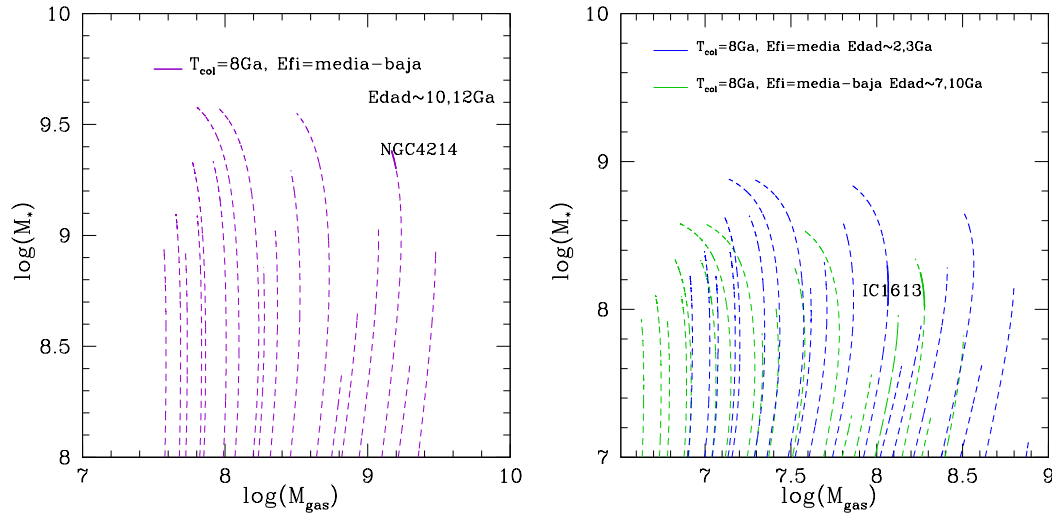


Figura 5.9: Resultados de la comparación de la proporción de masas para dos objetos determinados. A la izquierda la galaxia NGC 4214 y a la derecha IC 1613. En trazo grueso continuo está marcada la parte de la evolución de los modelos que mejor se ajusta a la observación.

de 2 o 3 Giga-años. Por el contrario, si asimilamos el objeto al modelo de masa menor con el mismo tiempo de colapso la eficiencia deberá ser media-baja, ya que necesita un tiempo entre 7 y 10 Giga-años en conseguir la masa de gas necesaria, y con una eficiencia mayor la masa estelar sería demasiado alta.

Este par de ejemplos se puede extender a todos los objetos de la lista, pero de momento se va a posponer. Más adelante, se analizarán uno a uno los objetos individuales, intentando ajustar los parámetros de entrada del modelo más idóneo, no sólo con datos de gas sino también de abundancias y colores.

5.4.3. Abundancias elementales del gas

Oxígeno En el capítulo anterior se presentó la evolución de las diferentes abundancias elementales respecto al tiempo. Por desgracia, no es sencillo conocer cuál ha sido la evolución de la metalicidad en un objeto, teniendo únicamente su valor observado como cierto. Lo que sí pueden ofrecer estas gráficas es una pista sobre la posible edad o estado evolutivo de las galaxias que se observan.

Dentro del contexto evolutivo de una galaxia debe de existir una conexión entre la metalicidad que presenta el gas del medio interestelar y la proporción de masa que hay en forma de gas, o de estrellas. Si el gas es muy abundante, o lo que es lo mismo, la masa estelar es muy pequeña, se debe esperar que la metalicidad sea baja, porque no ha habido suficientes estrellas capaces de enriquecer el medio. Y al contrario, si la masa

estelar es muy elevada, indicio de una eficiencia grande, la metalicidad también debe de serlo.

Para estudiar esta relación se utiliza por ello la fracción de gas, μ , como el cociente entre la masa en forma gaseosa y la suma de las masas gaseosa y estelar. En un escenario carente de pérdidas o ganancias de gas, esto es, en un modelo cerrado, la relación entre la fracción de gas y la metalicidad es única. Solamente existe una manera de gastar gas, que es a través de los procesos de formación estelar. Así, fijada una función inicial de masas y una tasa de formación estelar, el enriquecimiento del medio interestelar tiene que quedar definido de forma unívoca. Hay que tener en cuenta que dicho modelo considera implícitamente que todas las estrellas formadas han eyectado sus elementos.

Por el contrario, el abanico de soluciones se abre si se considera que la galaxia puede perder o ganar gas. En el primer caso, tras una formación estelar más o menos intensa, los vientos galácticos arrastrarían el oxígeno producido por las estrellas masivas, reduciéndose la abundancia, por ser el viento un gas enriquecido. Con este mecanismo se podrían obtener fracciones de gas intermedias con baja metalicidad, tal y como se observa en un gran número de objetos.

Si lo que se considera es una ganancia de gas primordial, como en los modelos que se presentan en ese trabajo, se puede llegar al mismo resultado. La formación estelar estará sujeta a la cantidad de gas disponible, así como la metalicidad del medio interestelar. Si se sigue captando gas después de un episodio de formación estelar, se consigue cierto aumento de la fracción de gas a la vez que la dilución provoca la reducción de la metalicidad. En conclusión, se puede llegar al mismo rango de abundancias por caminos, no solamente diferentes, sino opuestos.

En el panel izquierdo de la Fig. 5.10 se presenta la evolución de la fracción de gas respecto a la metalicidad total² durante toda la evolución. La variación entre un tamaño de galaxia y otro no es prácticamente apreciable, hecho que se manifiesta en que las líneas se solapan unas con otras. Las diferentes ramas que aparecen son debidas a las distintas eficiencias en la formación estelar. La rama situada en el extremo izquierdo corresponde a los modelos de menor eficiencia, que deben de tener una metalicidad baja y una fracción de gas alta, como así sucede.

Para alcanzar valores más altos de Z es necesaria mayor eficiencia, y por tanto un mayor consumo de gas, y esto es lo que representan el resto de las ramas.

La parte comprendida entre los valores de $-0.2 > \log(\mu) > -0.4$ es la que engloba la mayor parte de las observaciones, y es difícilmente reproducible si no se consideran flujos de gas de entrada y/o salida. En el caso de un sistema cerrado el valor de la metalicidad es mucho mayor del que se alcanza en nuestro caso.

En la figura se ve que hay un comportamiento diferente entre las galaxias dIrr

²Hemos calculado una relación directa entre el valor de la abundancia de oxígeno y la metalicidad total, toda vez que en este tipo de objetos van parejas.

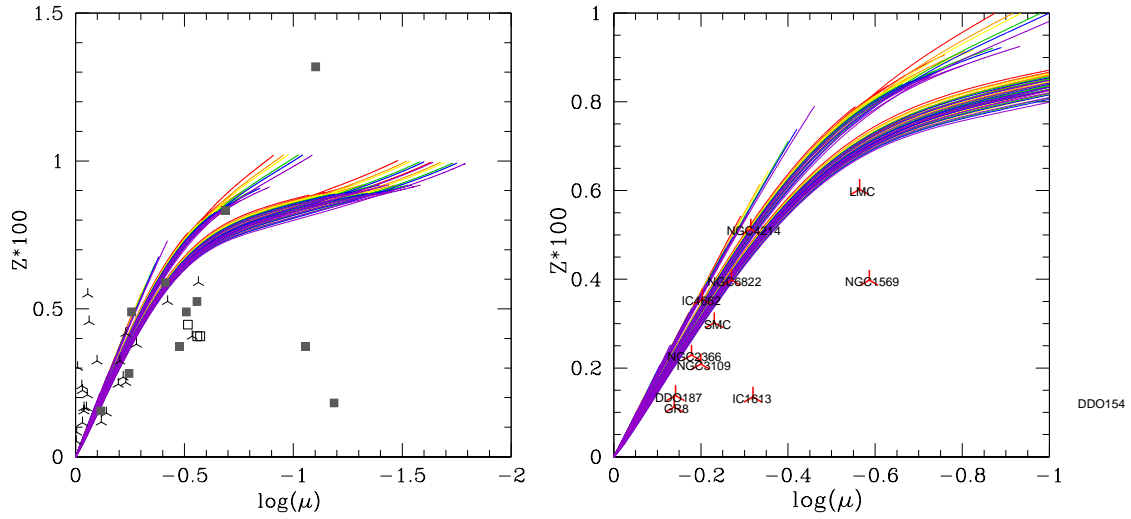


Figura 5.10: Relación gas-metalicidad. Las trazas representan la evolución de los modelos a lo largo del tiempo. La rama más corta, situada a la izquierda es la correspondiente a los modelos de menor eficiencia, mientras que las que alcanzan mayor valor en Z corresponden a los modelos más eficientes. En el panel de la izquierda se compara con los objetos de las tablas 5.1 y 5.3. Con cuadrados sólidos grises se indican los objetos del cúmulo de Virgo. En el panel de la derecha se presenta comparada con las galaxias individuales de las que se poseen datos de masa en forma de gas y estrellas. La escala es ligeramente diferente a la del panel de la izquierda con el fin de que los datos aparezcan más espaciados.

y las BCD, y dentro de éstas, las que están aisladas (cuadrados negros) y las que pertenecen al cúmulo de Virgo (cuadrados sólidos grises). Las irregulares presentan una componente gaseosa mayor a pesar de que la metalicidad no es extremadamente baja. La mayor parte de ellas o bien coinciden con los modelos o bien se colocan a la izquierda de ellos, en la zona de mayor componente gaseosa. Por el contrario, las galaxias BCD se sitúan a la derecha de las trazas, en la zona de menor fracción de gas, con mucha mayor dispersión en los valores de la metalicidad. Este es el primer indicio de que nuestros modelos no van a coincidir estrechamente con estas galaxias, ya sean aisladas o de cúmulo. Su baja masa sumada a su formación estelar en brotes, algunos de ellos de gran intensidad, hace pensar que las pérdidas de gas son un evento razonable. Por otra parte, si las galaxias enanas irregulares sufren una formación estelar continua y de baja intensidad, como suponemos, es menos probable que pierdan gas.

En el panel derecho de la Fig. 5.10 se ha reducido ligeramente el factor de escala con el fin de que los datos queden más extendidos, aunque los modelos son los mismos que en la figura anterior. En este caso se ha elegido solamente las galaxias de la muestra de objetos individuales, y de aquellos, solamente los que tienen datos de masa estelar. Llama la atención que en este caso, la coincidencia entre modelos y datos es mucho más estrecha.

Conviene hacer una anotación sobre NGC 1569. Como hemos visto en su descripción previa, esta galaxia está generalmente clasificada como una *post-brote*, es decir, ha tenido un brote de formación estelar en el pasado, pero en la actualidad su formación estelar es similar al resto de las galaxias enanas irregulares. Esto se manifiesta, entre otras cosas, en que su componente gaseosa es menor de lo esperado, porque gran parte de ella se gastó en la formación estelar intensa que tuvo en el pasado, además de las posibles pérdidas de gas debido a la intensidad del brote. Este puede ser uno de los motivos por lo que aparece desplazada hacia la derecha respecto al resto de las observaciones.

Nitrógeno En la Fig. 5.11 se ha representado la relación entre el nitrógeno y el oxígeno para los puntos finales de la evolución, con todos los datos disponibles. Con signos rojos se representan las galaxias dIrr, con cuadrados negros las BCD de campo y con cuadrados sólidos grises las galaxias BCD pertenecientes al cúmulo de Virgo. Se han añadido los datos obtenidos en el trabajo de Mallery et al. (2007), correspondientes a galaxias BCD observadas con GALEX, representados en color azul. Estos últimos son observaciones hechas en el ultravioleta, por lo que corresponden a objetos claramente más jóvenes.

Tal y como se aprecia, la mayoría de los datos están por debajo de los valores finales. Desde el punto de vista evolutivo se pueden interpretar las observaciones como correspondientes a objetos con edad menor de 12 Giga-años, que es el límite elegido en la representación. Para corroborarlo, se presentan no solamente los valores finales,

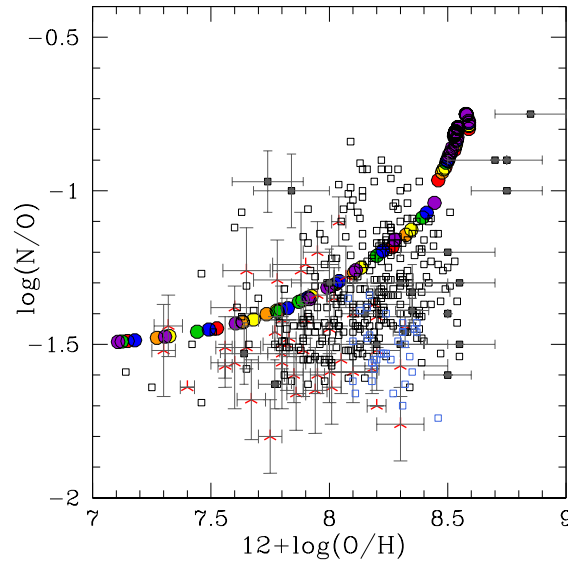


Figura 5.11: Relación entre el nitrógeno y el oxígeno para los estados finales de los modelos. Los símbolos abiertos son galaxias dIrr, y los cuadrados corresponden a galaxias BCD: los negros abiertos son los datos de Izotov et al. (2006), los sólidos son las galaxias del cúmulo de Virgo de Vílchez & Iglesias-Páramo (2003). Los cuadrados azules corresponden al estudio de Mallery et al. (2007) para galaxias de GALEX.

sino todas las trazas de la evolución. Así, en la Fig. 5.12 se comprueba que hay un gran número de objetos que corresponden a valores que han tenido los modelos en el pasado. No obstante, los datos que presentan una abundancia de nitrógeno alta en zonas de baja metalicidad no son reproducibles por ninguno de los modelos.

Un posible mecanismo para alcanzar este tipo de valores es perder oxígeno en el inicio de la formación estelar, antes de que el nitrógeno de las estrellas intermedias haya retornado al medio interestelar. De esta manera, cuando estas estrellas mueren se encuentran un medio empobrecido, y por consiguiente, el cociente (N/O) es grande en zonas en las que la abundancia (O/H) es pequeña. Los objetos que están situados en esta zona de la gráfica son los candidatos a ser estudiados con modelos que incluyan pérdidas de gas.

En el panel derecho de la Fig. 5.12 se presentan solamente los datos de la selección de objetos individuales, en la que se ha cambiado ligeramente la escala para su mayor claridad. Una mención especial merece la galaxia IC 1613: en la Fig. 5.10 se situaba fuera del área de los modelos, mostrando una metalicidad baja, a la vez que una fracción de gas baja. El hecho de que la abundancia en oxígeno sea baja se refleja en que el cociente (N/O) debe de ser alto, por lo que es de esperar que esté situado por encima de los valores posibles de los modelos, incluyendo las barras de error. Algo similar se

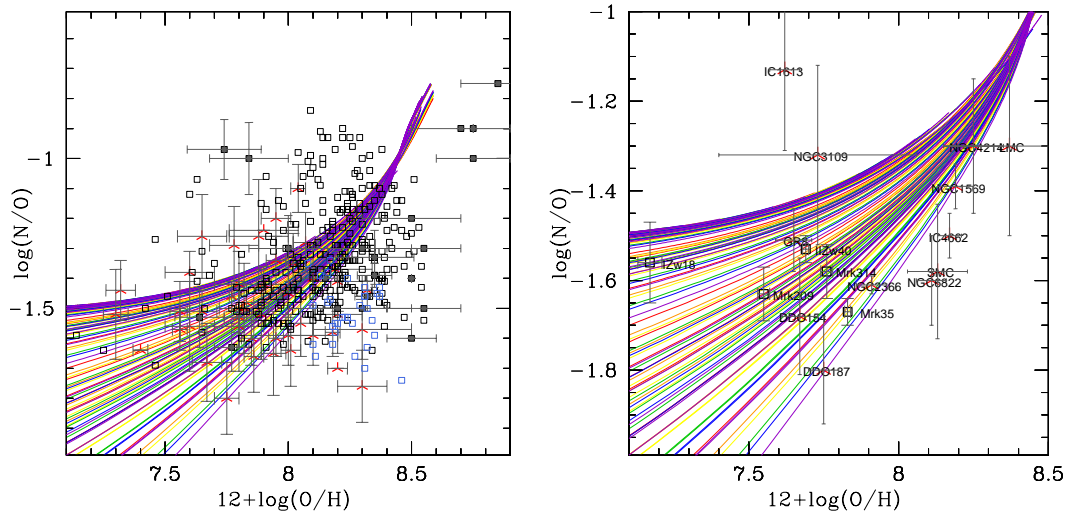


Figura 5.12: Trazas de evolución de la relación entre el nitrógeno y el oxígeno. En el panel izquierdo los datos son los mismos que en la Fig. 5.11. En el panel derecho se compara con los objetos de la tabla 5.5.

puede decir de NGC 3109, pero en menor grado a tenor de las barras de error.

Las galaxias BCD de entornos más densos, como las pertenecientes al cúmulo de Virgo, en general no manifiestan escasez de oxígeno; más bien al contrario, presentan valores más altos de los que se alcanzan con los modelos. Solamente dos de ellas manifiestan un valor alto de (N/O) a la vez que una baja metalicidad. Salvo en estos dos casos, no parece necesario recurrir a pérdidas de gas selectivas para poder explicar la evolución de estas galaxias.

5.5. Comparación de los resultados relativos a la fotometría

5.5.1. Diagrama Color-Color

En el panel izquierdo de la Fig. 5.13 se presenta el diagrama color-color de los modelos, en el que se muestran las evoluciones con trazos y el último valor de cada uno con un círculo. Las observaciones corresponden a los objetos de las tablas 5.1 y 5.3. Desgraciadamente son pocos los objetos de los que se dispone de ambos colores. En el panel derecho se presentan los objetos de la selección individual. En el caso de las galaxias enanas irregulares son prácticamente los mismos. El vector de extinción ha sido obtenido de las curvas de Cardelli et al. (1989) para el sistema de Johnson, con un parámetro R de 3.1.

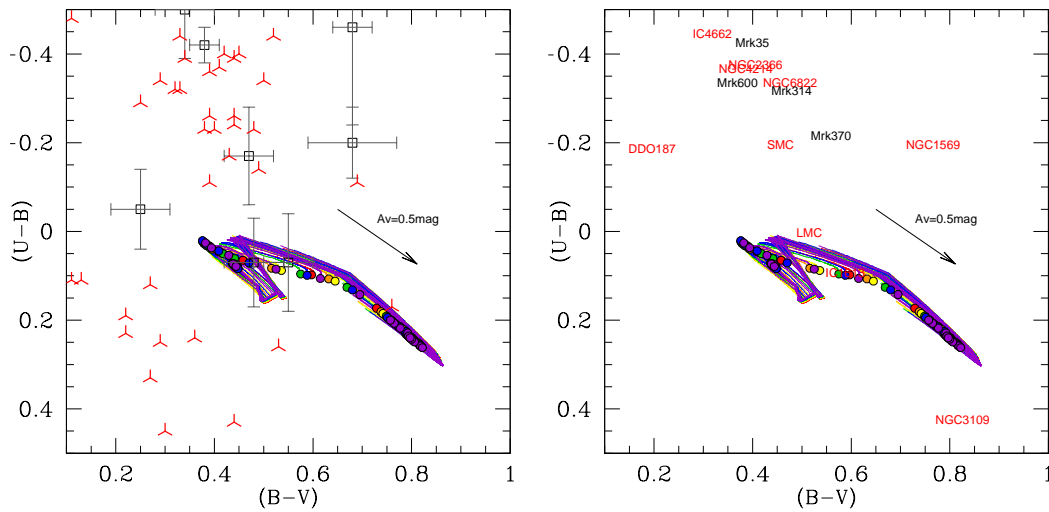


Figura 5.13: Resultados correspondientes a la evolución de los colores. En el panel de la izquierda se comparan con el conjunto de todas las observaciones descritas en las tablas 5.1 y 5.3. A la derecha se muestran solamente los objetos seleccionados individualmente.

Tal y como se aprecia en la Fig. 5.13, la concordancia entre los colores de los objetos y los modelos es bastante escasa, incluyendo la zona barrida por las trazas de evolución. Solamente hay una cierta concordancia con algunas galaxias dIrr, pero con ninguna BCD.

La cuestión de comparar los colores entre los modelos y los datos presenta muchas complicaciones. La primera es que los modelos dan el color total, tratando a la galaxia como un solo punto, cosa que para la observación no es sencillo. Siempre que ha sido posible, se han elegido datos de colores totales, pero en la mayoría de los casos las observaciones se circunscriben a una zona más o menos grande de la galaxia, pero no a toda ella. Habría que empezar por determinar hasta donde llegan los confines de una galaxia observada.

El segundo problema afecta más a los colores azules que al resto. En los modelos se toman pasos de tiempo de 10 millones de años. En este intervalo, cualquier estrella masiva que se haya formado ya ha desaparecido, y su contribución al color azul no se puede detectar. Sin embargo, en los objetos observados, principalmente en las BCD, los datos se toman durante la fase de actividad del brote (de ahí el color azul por el que son detectadas), cuando las estrellas masivas, WR, están aun activas. Por este motivo cabe esperar que haya una discrepancia entre los modelos y las observaciones, estando éstas desplazadas hacia los colores azules y los modelos hacia los rojos.

El tercer problema que aparece es la extinción. Si los colores no están corregidos de extinción, su situación dentro del gráfico es muy diferente. El desplazamiento que

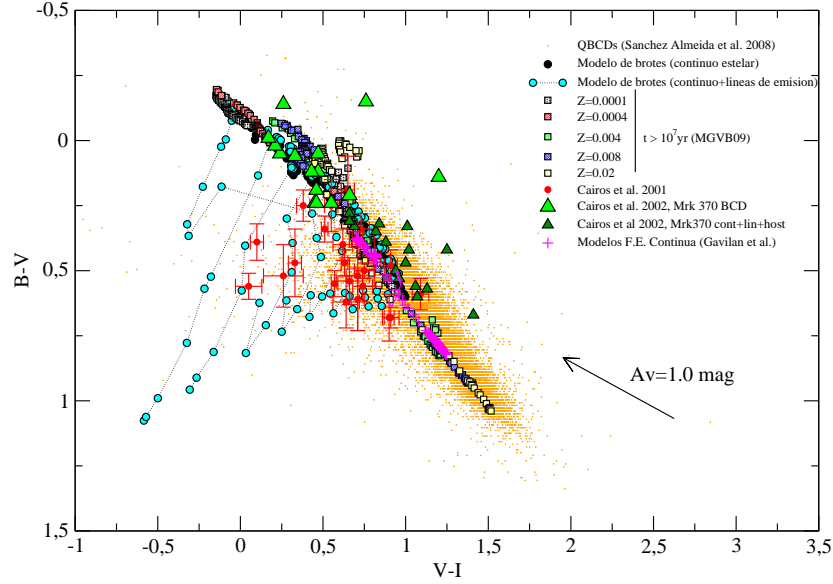


Figura 5.14: Comparación de los colores de galaxias HII con los resultantes de modelos de formación estelar por brotes (Martín-Manjón et al., 2008), y formación estelar continua de este trabajo (rombos magenta). Cortesía de M. L. Martín Manjón.

sufrirían lo hemos indicado con la flecha en la esquina inferior izquierda.

Y por último, el hecho de que los colores hayan sido corregidos de líneas de emisión o no supone un cambio drástico no solamente en los valores sino también en las tendencias. En el trabajo de Martín-Manjón et al. (2008) se hace un estudio exhaustivo de la variación de los colores en función de la consideración o no de las líneas de emisión, siendo los resultados drásticamente diferentes en un caso o en otro. En la Fig. 5.14 se muestran los resultados de los modelos de estos autores, en los que se ha considerado la formación estelar en forma de brotes, junto con los nuestros, de formación continua. Los datos corresponden a un gran número de galaxias HII.

Los círculos azules representan las evoluciones de los colores en el caso de incluir las líneas de emisión. Tal y como se aprecia, la variación no sólo es importante sino que tiene una tendencia completamente perpendicular a la obtenida en caso de no considerarlas. Este hecho podría explicar los datos de galaxias que aparecen en el extremo inferior izquierdo de la Fig. 5.13

Los triángulos en color verde son datos de diferentes regiones de Mrk 370, a los que se les ha sustraído las líneas de emisión. En este caso, el acuerdo entre los modelos y los datos es mucho mayor. Los modelos correspondientes a este trabajo son los representados en rombos magenta, que continúan la serie de modelos de Martín-Manjón et al. (2008) hacia colores más rojos, como es de esperar.

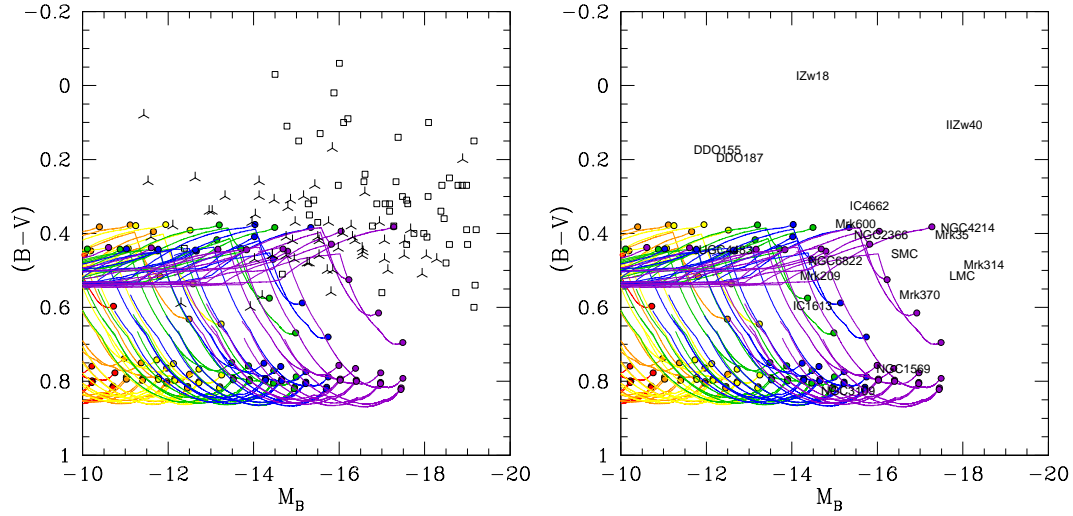


Figura 5.15: Diagrama color-magnitud de los modelos, comparado con los datos observados de las tablas 5.1 y 5.3 (izquierda) y con la selección de objetos (derecha).

5.5.2. Diagrama Color-Magnitud

Para la obtención del diagrama color-magnitud, se ha elegido la luminosidad en B, y el color (B-V). En la Fig. 5.15 se muestra la comparación con todos los datos (izquierda) y con la selección individual de objetos (derecha). En este caso la concordancia es mayor, sobre todo si se tiene en cuenta que la mayoría de los objetos tienen una masa total más próxima a los modelos de mayor masa que a los menores.

En general, las galaxias BCD tienen un color más azul del que se puede obtener con los modelos, como consecuencia de la anchura del intervalo de tiempo, y la mayoría se encuentran fuera de la zona barrida por los modelos. Sin embargo, tanto en el panel de la derecha como en el de la izquierda se pone de manifiesto que las galaxias dIrr sí que pueden llegar a ser modeladas con las prescripciones de los modelos.

Al igual que en los casos anteriores, la galaxia NGC 1569 tiene un comportamiento particular. Al haber sufrido un brote de formación estelar en el pasado, lo que muestra en la actualidad es una contribución de su población envejecida, por lo que cabe esperar que desplace su color hacia la zona roja. Algo similar se puede interpretar de NGC 3109, que se sitúa en el mismo área.

Una mención aparte merecen las galaxias IZw 18 y IZw 40. Ambas son prototipos de galaxias compactas azules, que muestran un intenso brote de formación estelar reciente sin manifestar una población subyacente lo suficientemente intensa como para enrojecer su color (Aloisi et al., 2007). Ninguna combinación de parámetros de entrada conduciría a un modelo que llegara a mostrar un color semejante.

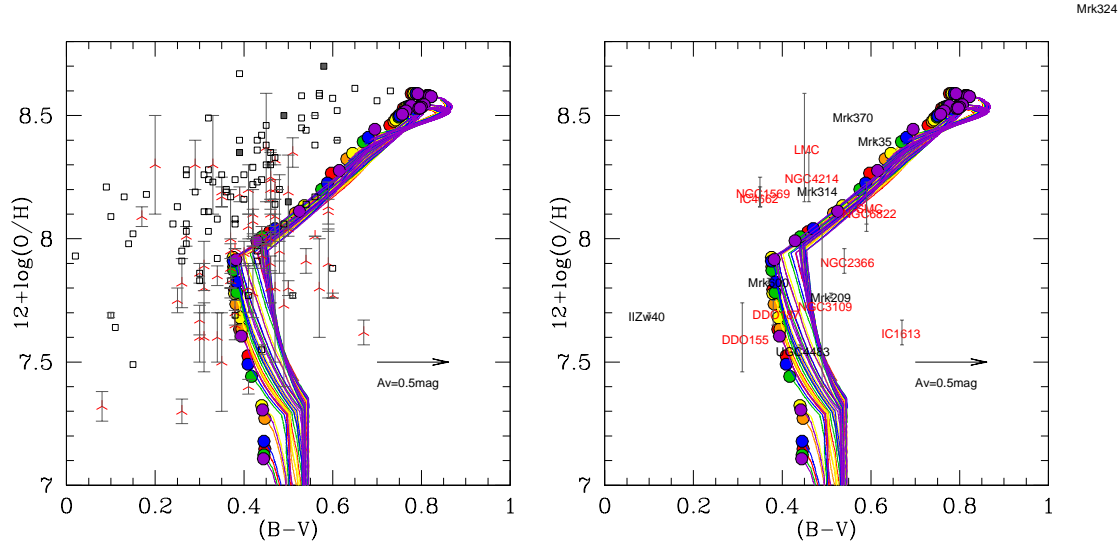


Figura 5.16: Relación entre la abundancia de oxígeno y el color. En el panel izquierdo se muestran todas las observaciones con los mismos criterios que en las figuras anteriores. En el panel derecho solamente se muestran los objetos de la selección individual.

5.5.3. Relación Color-Abundancia

Una relación que puede aportar información sobre la coherencia de los resultados es la existente entre el color y la abundancia de ciertos elementos. En la Fig. 5.16 hemos representado la evolución de la abundancia de oxígeno frente al color (B-V). Como en casos anteriores, en el panel izquierdo están presentes todos los datos de los objetos de los que tenemos ambas medidas, y en el panel derecho solamente hemos presentado los objetos de la muestra individual.

Las galaxias BCD muestran una tendencia similar a la que se manifiesta en los modelos, pero localizadas en zonas más azules que éstos. Este no es el caso de las dIrr, que sin mostrar tendencia alguna, presentan mejores coincidencias con los modelos, situándose ambos grupos en la misma franja de color.

Cuando se representan solamente aquellas galaxias elegidas en la muestra individual, se aprecia que hay algunas galaxias BCD que sí coinciden con lo predicho por los modelos, a excepción claro está, de IZw 18 y IZw 40, que son excepcionalmente azules. En el lado opuesto se sitúan NGC 1569 y NGC 3109, más rojas que el resto de sus compañeras.

Siguiendo la idea de van Zee et al. (2006) sobre la relación entre el nitrógeno y el color, se debe esperar que los modelos más rojos sean los que tienen mayor abundancia de (N/O). Esto es debido al retraso con el que el nitrógeno retorna al medio interestelar, varios decenas de millones de años después que el oxígeno, por lo tanto, si es detectable

muy numerosa, un brote de formación estelar intenso apantallaría tanto su color como su abundancia en nitrógeno. Por tanto no es sencillo afirmar que estas galaxias están en su primer brote, sería más adecuado suponer que están sufriendo el brote más intenso de todos los que han tenido, aunque una observación detallada pudiera poner de manifiesto la existencia de estrellas viejas.

5.6. Relación Masa de gas-Luminosidad

Lequeux et al. (1979), en su intento de aclarar la posible relación evolutiva entre las galaxias dIrr y BCD, estudiaron la dependencia entre la masa total del objeto y su metalicidad. Las observaciones les condujeron al hecho de que las galaxias de mayor masa tenían su gas intergaláctico más rico en elementos pesados, lo que les hacía concluir que los objetos más masivos eran más eficientes en su enriquecimiento. Numéricamente, obtuvieron la relación: $\log M_{\text{tot}} = (8.5 \pm 0.4) + (190 \pm 60)Z$. Desde entonces, y hasta la fecha, son muchos los trabajos que se han hecho para explicar esta relación, y establecer los límites que abarca.

El enriquecimiento del gas es una consecuencia de la formación estelar, por eso el cociente M/Z da más información si se toma la masa estelar en lugar de la masa dinámica o la masa gaseosa. Por desgracia la deducción de la masa en forma de estrellas no es un asunto trivial, por lo que los trabajos para la estimación de M/Z recurren a un tipo u otro de masa según sus autores.

Frente al hecho observado de que las galaxias de menor masa son menos metálicas cabe ofrecer dos posibles explicaciones: la primera es que las galaxias enanas forman menos estrellas que sus compañeras mayores para una determinada masa de gas. Es decir, la eficiencia en transformar gas en estrellas es menor cuanto menor sea el objeto. Por el contrario, si se supone que, dada una cantidad de gas determinada, todas las galaxias producen el mismo número de estrellas, al margen de su masa dinámica, se hace necesario buscar mecanismos por los cuales las galaxias enanas no presenten la metalicidad esperada, como pueda ser entre otros la eyección de metales por vientos galácticos (como se puso de manifiesto en la sección 5.4.3). Pero si aceptamos que no todas las galaxias tienen la misma edad, sí es fácilmente comprensible que unas hayan formado más estrellas que otras, por una cuestión simplemente de tiempo. Las galaxias más pobres en metales serán las que hayan tenido la formación estelar más reciente.

La Fig. 5.18 muestra esta relación para las dos muestras de objetos. Los modelos de mayor eficiencia en formación estelar se sitúan en la parte inferior del gráfico, con valores pequeños para la masa de gas. Los datos aparecen segregados según su tipo: las galaxias enanas irregulares, en general, tienen mayor cociente M_{HI}/L_B que las galaxias BCD, esto es, son menos azules y tienen más gas, y coinciden con los modelos de eficiencias moderadas, mientras que las BCD mantienen mejor acuerdo con los modelos de mayor eficiencia y mayor luminosidad en B.

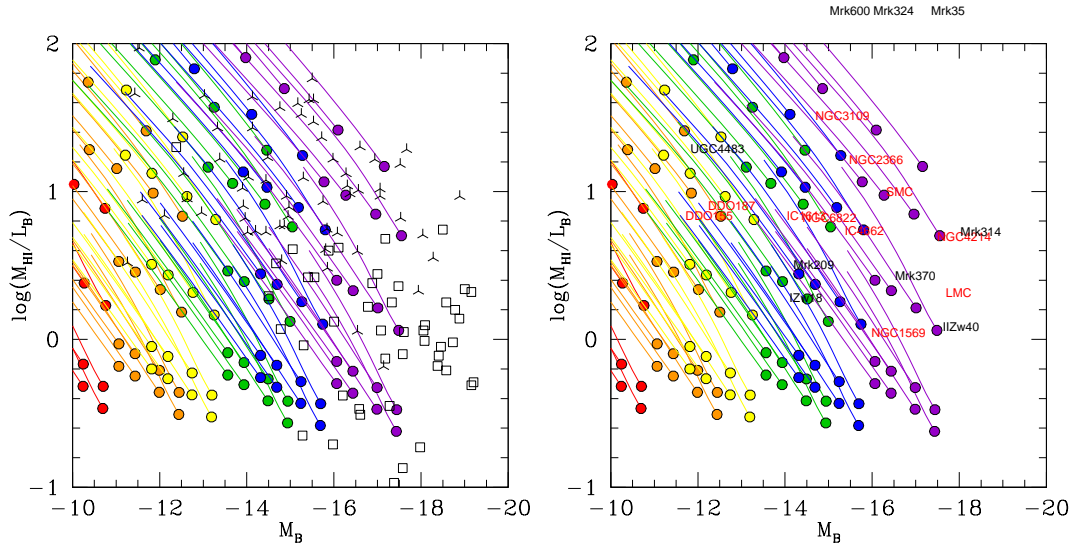


Figura 5.18: Relación Masa-Luminosidad. Los modelos de mayor eficiencia son los que se sitúan en la parte inferior de la gráfica, con menor contenido en gas. Como en casos anteriores, en el panel de la izquierda se comparan con los objetos de las tablas 5.1 y 5.3. En el panel de la derecha se comparan con la selección de objetos individuales.

Si prescindimos de los modelos de menor masa, apreciamos que la tendencia que siguen los datos es la misma que la que llevan los modelos a lo largo de su evolución. Esto es un indicativo de que los objetos con los que estamos comparando son galaxias jóvenes, desde el punto de vista de su historia de formación estelar. En el caso de las enanas irregulares, cabe pensar que efectivamente lo sean, mientras que para las BCD existe la posibilidad de que hayan tenido brotes en el pasado, cuestión que en muchos casos se ha comprobado observacionalmente.

Algunas de estas galaxias llegan a coincidir con los modelos de mayor eficiencia, colocados en la parte inferior del gráfico. El mecanismo que les habría llevado a valores tan bajos del cociente entre el gas y la luminosidad bien pudiera ser una cierta pérdida de gas a lo largo de su evolución. La intensidad de la formación estelar debió ser lo suficientemente grande como para eyectar, no solamente el oxígeno producido en ese momento, sino el hidrógeno circundante a la región. Además son las galaxias que muestran mayor luminosidad en el azul, por tanto las de mayor cantidad de estrellas muy jóvenes. No obstante, la pérdida de gas puede no ser el único mecanismo para llegar a los valores observados, puesto que los modelos son capaces de reproducirlos sin considerar pérdida alguna.

Este argumento sin embargo no es aplicable a las galaxias dIrr, que a pesar de tener una abundancia en oxígeno similar poseen, proporcionalmente, mayor cantidad de gas.

Pasando al panel de la derecha observamos que ninguna de las galaxias de las que

tenemos datos se corresponden con el caso más extremo de las BCD. La cantidad de gas que tienen IZw 18 o IIZw 40 las posicionan en una zona coincidente con las galaxias irregulares más extremas, como puedan ser la galaxia peculiar NGC 1569 o la Nube pequeña de Magallanes.

5.7. Relación Luminosidad-Metalicidad

La relación existente entre la luminosidad y la metalicidad es un hecho estudiado y conocido desde hace mucho tiempo. Uno de los primeros trabajos que se hicieron en este campo es el de Vigroux et al. (1987), en el que obtuvieron una correlación bastante débil. Poco después Skillman et al. (1989) repitieron el estudio, utilizando sólo galaxias enanas del tipo irregular, excluyendo las BCD, y re-analizando las distancias, y en este caso la correlación fue sorprendentemente buena. Posteriormente Vila-Costas & Edmunds (1992) entre otros, extendieron esta relación a galaxias espirales, y Brodie & Huchra (1991) a galaxias elípticas. Zaritsky et al. (1994) demostraron que tanto las galaxias elípticas como las galaxias con formación estelar reciente manifestaban una relación Z/L similar, al margen de los métodos usados para su deducción. Esto ponía de manifiesto que el mecanismo que gobierna la relación metalicidad-luminosidad no depende del tipo de objeto del que se trate. Trabajos más modernos, como los de Tremonti et al. (2004); Lamareille et al. (2004) obtienen la relación de forma estadística, a través del gran número de observaciones que proporcionan los actuales mapas de campo, como el SDSS o el 2dF. Por proximidad a nuestro trabajo, consideramos de forma especial el estudio de Lee et al. (2003b) en el que obtienen el cociente Z/L para galaxias enanas de campo.

El hecho de haber descubierto esta correlación no significa que el mecanismo que la origina esté comprendido. Para conseguir la relación Z/L es necesario que los objetos de menor masa tengan mayor fracción de gas -como de hecho se aprecia en el universo local-. Esto se logra sin pérdidas de masa, si tal y como hemos visto anteriormente, se da una de las dos circunstancias: o bien las galaxias enanas evolucionan formando menos estrellas por unidad de masa galáctica, o bien son más jóvenes que sus compañeras masivas, cosa que puede ser cierta a tenor de los colores azules de las dIrr.

En contraposición, si no se acepta ninguna de las dos hipótesis, se hace necesario tener en cuenta pérdidas selectivas de gas. Un argumento a favor en esta dirección es que tienen un potencial gravitatorio pequeño, son candidatas a perder gas en las explosiones de SN, y por tanto ver reducida su metalicidad. No obstante hay multitud de trabajos que ponen de manifiesto que la pérdida total de gas no sólo es función del potencial, sino de factores más complejos como pueda ser la estructura vertical del medio interestelar, la rotación, las pérdidas radiativas,...entre otros (Mac Low & Ferrara, 1999; Silich & Tenorio-Tagle, 2001).

Desde un punto de vista global, podemos comprobar que, tal y como esperábamos,

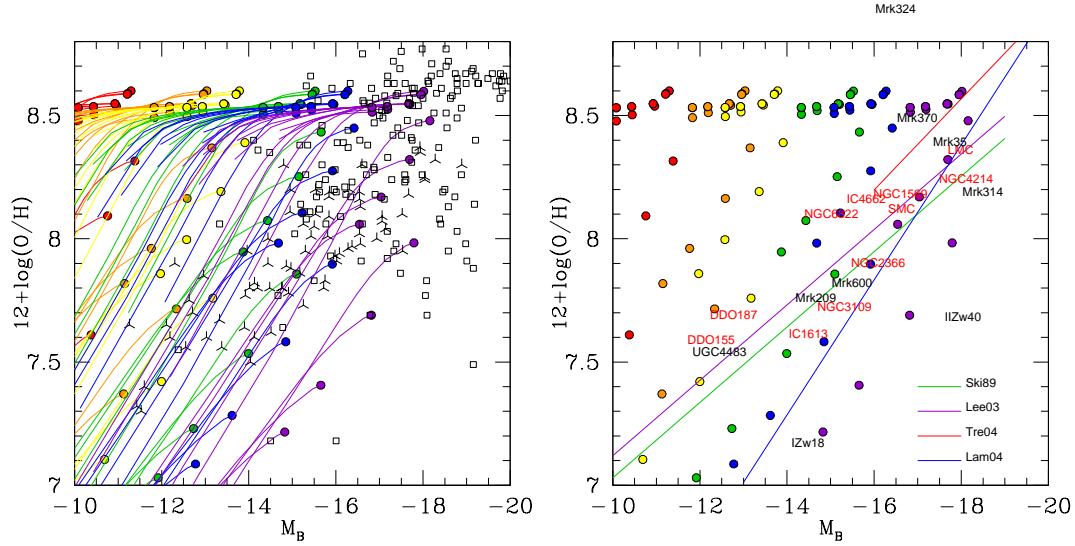


Figura 5.19: Relación L/Z para todos los modelos. En el panel de la derecha hemos eliminado las traxas en aras de la claridad. Las rectas corresponden a: Ski89 - Skillman et al. (1989), Lee03 - Lee et al. (2003b), Tre04 - Tremonti et al. (2004), y Lam04 - Lamareille et al. (2004). Tanto la de Ski89 como la de Lee03 han sido calculadas solamente para galaxias del tipo dIrr, mientras que las otras dos son el resultado de mapas de campo.

los modelos de menor masa han de producir menos metales que los más masivos (Fig. 5.19). La zona ocupada por los modelos pequeños (colores rojo y naranja) y metalicidades altas (esquina superior izquierda) no tienen ninguna coincidencia con los datos. Hay que tener en cuenta que las galaxias tan pequeñas son extremadamente poco luminosas, lo que hace que su detección sea improbable. El resto de los tamaños sí tienen elementos en la zona de datos, aunque hay que observar que los situados en zonas de metalicidad extremadamente baja, $12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 7.5$, o alta, $12 + \log(\text{O}/\text{H}) > 8.7$ no se corresponden con ninguna observación, salvo el caso de IZw 18. Es decir, no hemos encontrado observaciones que avalen los modelos con valores de eficiencia extrema.

Otro hecho que llama la atención es que las observaciones de BCD no siguen una tendencia tan clara como las dIrr, tal y como les ocurrió a Vigroux et al. (1987). Si intentáramos ajustar una recta solamente a las BCD la pendiente sería muy baja, del orden de -0.024, en lugar del valor aproximado a -0.18 que se obtiene para las dIrr.

En el panel derecho la tendencia esperada se pone de manifiesto más claramente, a excepción claro está de IZw 18 y IIZw 40, como era de esperar debido a su bajísima metalicidad. Mrk 370, a pesar de ser menos masiva que Mrk 314 (como consta en la tabla 5.7), tiene una metalicidad mayor. En esta gráfica, coincide con los modelos de eficiencia extrema, a pesar de que en las anteriores no coincidan con estos modelos. Su abundancia en oxígeno es la más alta de toda la muestra individual de galaxias BCD, con un valor de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.5$. Si las galaxias compactas azules son los mejores

candidatos a perder gas enriquecido, este objeto no es una buena muestra de ello. De Mrk 35 no podemos deducir nada en concreto, toda vez que desconocemos su masa total.

5.8. Comparación múltiple de objetos individuales

En esta sección se intenta comprobar es la coherencia de los resultados respecto a los objetos individuales, uno a uno. Es decir, comprobar que los parámetros de los modelos que mejor se ajustan a cada objetos son los mismos en todas las comparaciones.

Según se ha ido poniendo de manifiesto en las secciones anteriores, no hay una buena concordancia entre el conjunto de modelos y las galaxias BCD. No ha sido posible reproducir los colores, la fracción de gas y en muchos casos tampoco las abundancias. Es por eso que sabiendo de antemano que las galaxias BCD no van a ser buenas candidatas a mostrar coherencia con los modelos, se ha preferido obviarlas.

Sin embargo, las galaxias enanas irregulares parecen evolucionar tal y como se sugiere en la construcción del modelo, de manera que si hay algún grupo de objetos que vaya a corresponderse con nuestro estudio, ese debe de ser el cuerpo de las dIrr.

Se han seleccionado las ocho graficas más características de la evolución, para las cuales se cuenta con observaciones en casi todos los casos. De todas las alternativas posibles se presentarán solamente las dos que mejor se ajusten a los datos referidos a la evolución global: la fracción de gas, la metalicidad, la masa en forma de gas y la masa en forma de estrellas, con el propósito de verificar el escenario cosmológico de acreción continua de gas del que se ha partido. Fijando los parámetros más adecuados a estas observaciones: eficiencia, tiempo de colapso y masa total del modelo, se representan las trazas correspondientes para el resto de las observaciones, para comprobar si los mismos parámetros dan un buen ajuste o no.

5.8.1. DDO 155

Es la galaxia de menor masa de la muestra, por lo que su concordancia debe de encontrarse con los modelos M2, o M3. Los parámetros que mejor se adaptan a los datos de este objetos son:

1. Gráfica azul

- Modelos M3
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 4 y 6 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M3
- Tiempo de colapso: 20 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 6 y 9 Giga-años

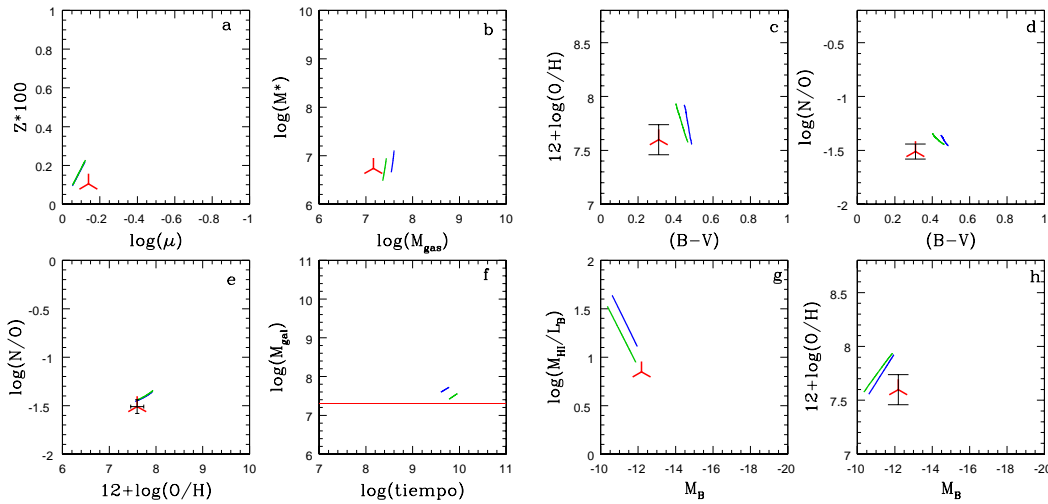


Figura 5.20: Gráficas individuales de DDO 155.

Hay cierta discordancia entre los colores obtenidos por los modelos y las observaciones de este objeto. La galaxia es ligeramente más azul de lo que se obtiene en los modelos, y su luminosidad es coincidente con el límite inferior del valor predicho. El pequeño desplazamiento que se aprecia en el panel a) respecto a la fracción de gas es el que luego se manifiesta ampliado en el panel g), en el que la relación entre la masa de gas y la luminosidad es menor de lo que cabe esperar de los modelos.

Las abundancias de oxígeno y nitrógeno predichas por los modelos, para las edades seleccionadas, reproducen las observaciones con buena precisión.

Al ser una galaxia de muy baja masa, es una buena candidata a sufrir pérdidas de gas como consecuencia de su formación estelar. De hecho, tanto en el panel a)

como en el g) y en el f) las observaciones se sitúan en zonas con valores de la masa ligeramente menores. Dado lo aproximado del método, no se puede sacar ninguna conclusión, máxime cuando hay buena concordancia en los valores de las abundancias.

No obstante, de todos los datos de luminosidad mencionados en la descripción de esta galaxia, se ha elegido el de mayor valor (Karachentsev et al., 2004). Si la distancia se reduce, y se elige el valor de $M_B = -11.2$ adoptado por Garnett (2002), la relación masa de gas-luminosidad (panel g) aumenta y se desplaza hacia la izquierda, acercándose a los modelos. En el panel h) también se produciría un acercamiento a los modelos, al desplazar el dato hacia la izquierda. Por otra parte, los resultados relativos a los colores y las abundancias no sufrirían ningún cambio.

5.8.2. DDO187

1. Gráfica azul

- Modelos M2
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 6 y 9 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M2
- Tiempo de colapso: 20 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 7 y 9 Giga-años

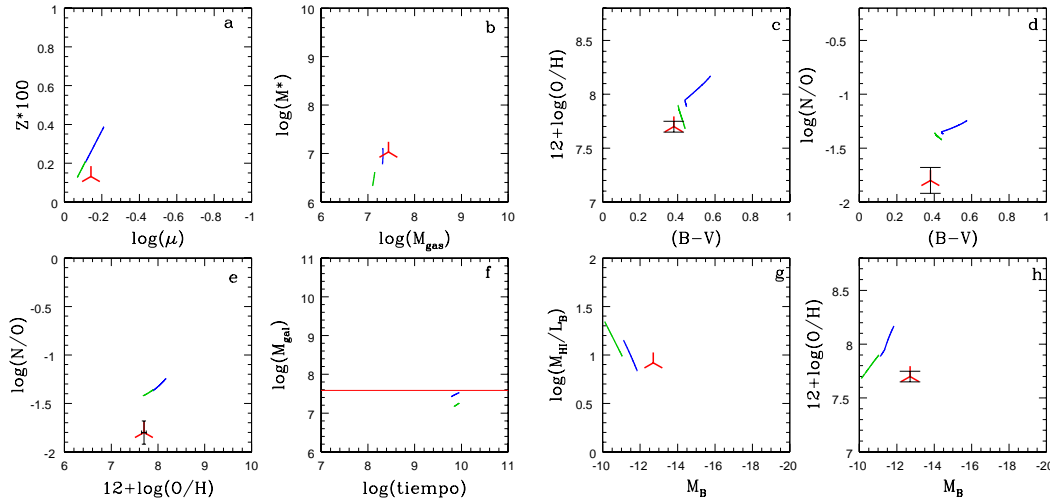


Figura 5.21: Gráficas individuales de DDO 187.

En el caso de esta galaxia, los modelos no dan una respuesta ajustada a las observaciones. Su morfología es la típica de las enanas irregulares (Fig. 5.22), pero muestra una población más joven y azul que el resto de los objetos de este tipo. Según se aprecia en la historia de la formación estelar obtenida por Aparicio et al. (2000) (Fig. 5.23, panel izquierdo), la parte interior ha sufrido un episodio intenso de formación estelar de $5 \times 10^{-3} M_{\odot}/\text{año}$ en el tiempo presente, que es mayor que el máximo obtenido en los modelos considerados (Fig. 5.23, panel derecho). Sin embargo, la parte intermedia mantiene una formación estelar baja pero continua a lo largo de toda la evolución, al igual que la parte exterior, a excepción del valor para el tiempo presente.

El factor fundamental de desacuerdo es la abundancia en nitrógeno, menor en el objeto que en los modelos, a pesar de que el valor (O/H) quede bien reproducido. Una posible causa sería la juventud de su población dominante, coherente con un valor bajo de (N/O) pero no de (O/H).

En la comparación con los modelos, la galaxia es ligeramente más azul y algo más brillante. El valor de M_B elegido ha sido el calculado por Aparicio et al. (2000) para una

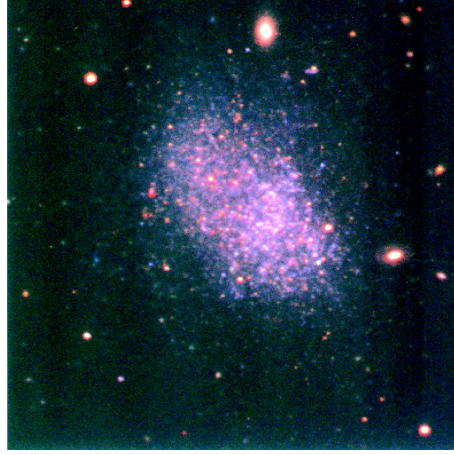


Figura 5.22: Imagen de DDO187 obtenida por la superposición de las bandas g , r e i (Hoessel et al., 1998)

distancia de 2.5 Mpc. Los resultados serían claramente peores si la galaxia realmente estuviera a una distancia de 7 Mpc, que es la obtenida a través de las estrellas Cepheids por Hoessel et al. (1998).

Los resultados relativos a su escenario de formación, como la cantidad de gas y estrellas o su masa final, están dentro del margen de las observaciones.

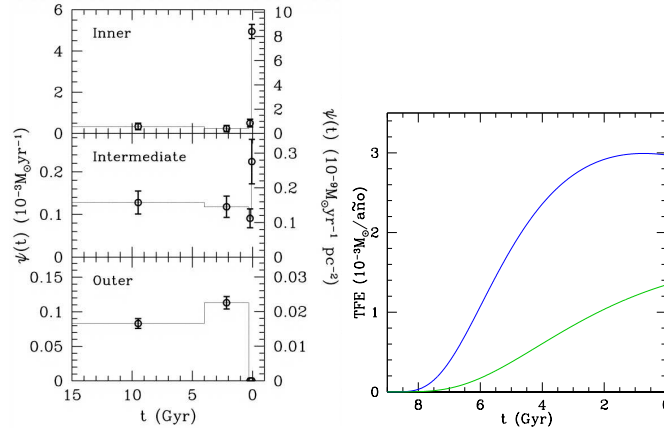


Figura 5.23: Historia de la formación estelar obtenido a partir del diagrama color-magnitud (Aparicio et al., 2000), y las correspondientes a los modelos seleccionados. El eje de tiempo se ha representando considerando el valor cero para el tiempo actual.

5.8.3. IC1613

1. Gráfica azul

- Modelos M4
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 4 y 6 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M5
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 5 y 7 Giga-años

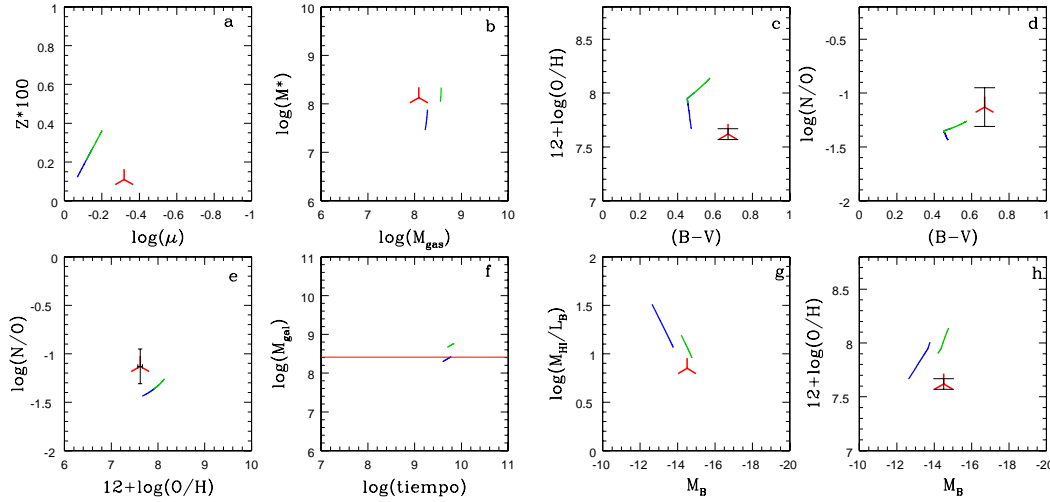


Figura 5.24: Gráficas individuales de IC 1613.

Esta galaxia es, quizás, una de las que peor correspondencia tiene con los modelos. Ni la fracción de gas, ni las abundancias de nitrógeno y oxígeno, ni el color quedan bien ajustados. Su cercanía (0.73 Mpc) hace que sea un objeto suficientemente bien observado como para que las incertidumbres en los datos sean pequeñas, pero como contrapartida es más susceptible a sufrir interacciones con otras compañeras del Grupo Local.

Es el único objeto de esta muestra que tiene un color claramente más rojo del que resulta de los modelos, incluso suponiendo una edad mucho mayor.

En el panel izquierdo de la Fig. 5.25 se muestra la historia de la formación estelar y la relación edad-metalicidad tal y como se describe en Skillman et al. (2003), usando tres métodos de cálculo diferentes. En el caso de la historia de la formación estelar, los tres métodos consideran un máximo de formación estelar correspondiente a una población de 3 Giga-años de edad, sin embargo, según los modelos, la TFE ha sido una función creciente, de manera que el máximo lo encuentra en el tiempo presente.

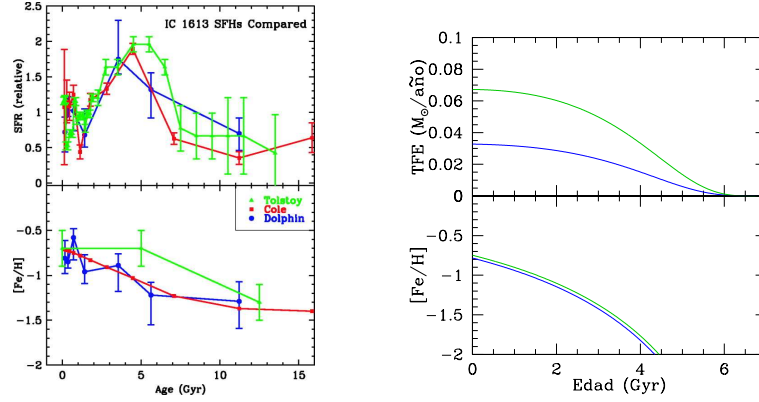


Figura 5.25: Izquierda: Historia de la formación estelar y relación edad-metalicidad obtenida por tres métodos diferentes. Los detalles están descritos en Skillman et al. (2003). Derecha: Las mismas relaciones obtenidas por los modelos, suponiendo una edad de límite de 7 Giga-años. El eje del tiempo representa la edad. El tiempo presente es el valor 0.

La consecuencia es que los modelos predecirán una población claramente más azul que la que se observaría si el brote de 3 Giga-años dominara el espectro.

Los paneles inferiores de la figura muestran la relación edad-metalicidad. En ambos casos, observaciones y modelos, el valor en el tiempo presente es el mismo, lo que diferencia unos de otros son los valores en el pasado, mucho mayores en las observaciones que en los modelos.

La abundancia de oxígeno media adoptada en la comparación, $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.62$, es de Lee et al. (2003b), a pesar de que las diferentes regiones HII estudiadas por distintos autores aportan valores que van desde 7.87 (Davidson & Kinman, 1982) hasta 7.6 (Dodorico & Dopita, 1983). Si se considerara una barra de error que abarcara todo el rango observado, ésta coincidiría con los resultados de los modelos.

Respecto a la abundancia de (N/O), tal y como se aprecia en la Fig. 5.12, ninguno de los posibles valores de los parámetros de entrada podría llegar a reproducir el nivel que se observa.

5.8.4. IC4662

1. Gráfica azul

- Modelos M4
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 6 y 9 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M5
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 6 y 9 Giga-años

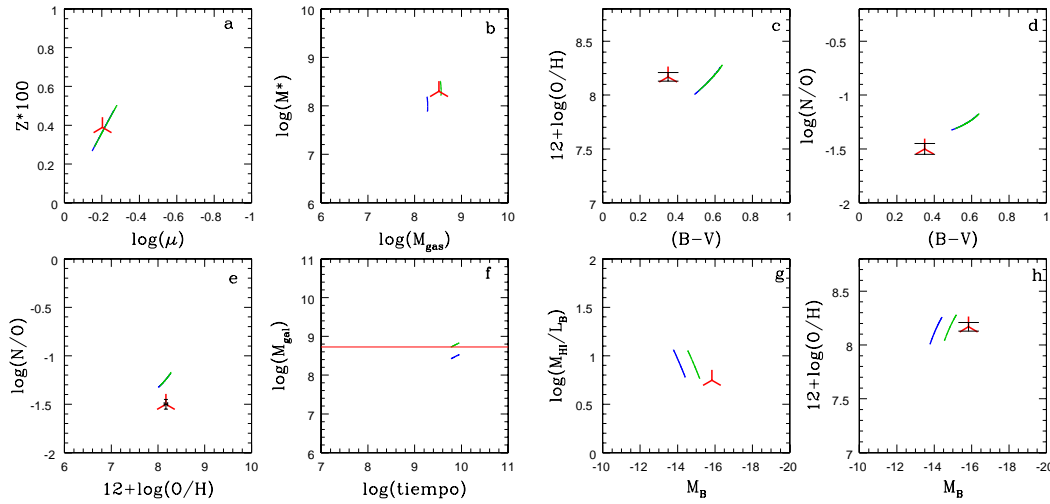


Figura 5.26: Gráficas individuales de IC 4662.

Este objeto tiene un comportamiento similar a DDO 155, en el que los resultados referentes al escenario cosmológico se ajustan bien a las observaciones, sin embargo no ocurre lo mismo para la fotometría.

La situación de IC 4662, a muy baja latitud galáctica hace que sea difícil resolver sus estrellas de baja magnitud por la intensa contaminación que sufre debido a las estrellas de fondo. En sus imágenes, tanto en el óptico, como en H_{α} o infrarrojo, se distingue una región con formación estelar separada del cuerpo principal, con una emisión en H_{α} propia de una asociación de estrellas OB (Hunter et al., 2001), causante del color azul que se observa.

En los paneles c) y d) vemos que los modelos predicen un color más rojo de lo que muestra la galaxia, y en los paneles g) y h) se pone de manifiesto un ligero desacuerdo en la magnitud: los modelos predicen menor luminosidad en banda B. La magnitud es críticamente dependiente de la distancia, y a pesar de que IC 1613 es un objeto bastante cercano, pequeñas variaciones en la distancia podrían cambiar el valor de la

magnitud. Una reducción de la magnitud produciría un mejor acuerdo entre modelos y observaciones.

5.8.5. NGC1569

1. Gráfica azul

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 7 y 9 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 20 Giga-años
- Eficiencia Media
- Edad entre 2 y 4 Giga-años

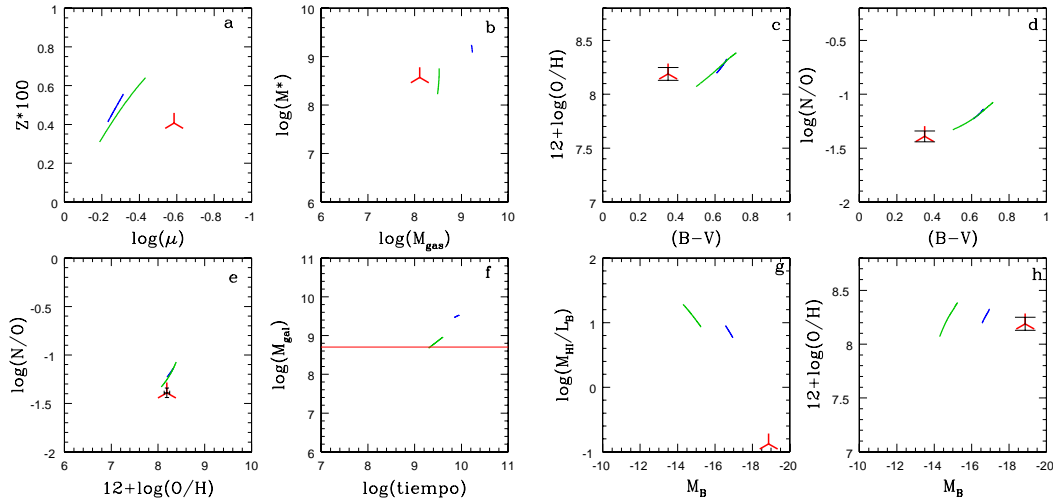


Figura 5.27: Gráficas individuales de NGC 1569.

Como era de esperar, en NGC 1569 no se llega a un buen acuerdo entre modelos y observaciones: es más azul, más brillante y más pobre en gas de lo predicho. De todas las galaxias dIrr de la muestra, esta es la mejor candidata a manifestar pérdidas de gas. Su fracción de gas es claramente menor de lo propuesto, sin embargo sí se reproducen con precisión las abundancias de oxígeno y nitrógeno. Esto podría ser un indicador de que: o bien la pérdida de gas no debió de ser selectiva, o bien se produjo en los primeros estadios de evolución, cuando la metalicidad era muy baja y por tanto la posible pérdida de nitrógeno secundario sería muy pequeña, o bien no ha sufrido pérdida alguna, pero su evolución no corresponde con la supuesta por los modelos.

A través del diagrama color-magnitud, Vallenari & Bomans (1996b) dedujeron que la antigüedad del último brote debiera ser de aproximadamente 15 millones de años, con población subyacente generada a lo largo de varios episodios, de hasta 2 Giga-años de antigüedad.

En las imágenes de Chandra (Martin et al., 2002, Fig. 5.28) se aprecia que existió un brote de formación estelar intenso que disgregó la parte central, y se evidencia una

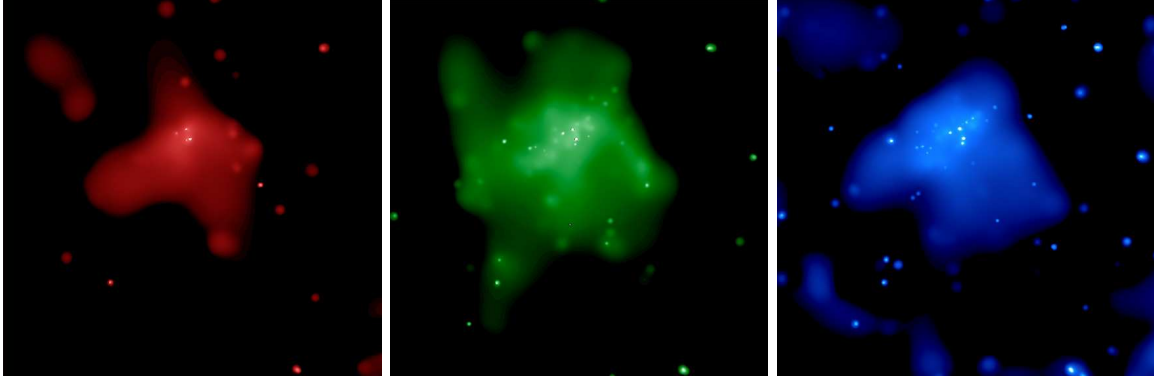


Figura 5.28: Imágenes en RX de NGC 1569. En rojo de 0.3 a 0.7 keV, en verde de 0.7 a 1.1 keV, y en azul de 1.1 a 6 keV. Imágenes tomadas por el satélite Chandra (Martin et al., 2002).

pérdida de gas en la dirección del eje menor no solamente detectable por RX, sino por medidas cinemáticas e imágenes de H_α (Fig. 5.29 de los mismos autores). Aunque en la actualidad su tasa de formación estelar no sea tan intensa como en el pasado, manifiesta una actividad mayor que el resto de las enanas irregulares con las que se la compara. Observando su imagen directamente del óptico (Fig. 5.1), se aprecia que realmente está a mitad de camino entre la que ofrecen las enanas irregulares y las imágenes de las BCD.

Durante los últimos años se ha hecho un esfuerzo para conocer su historia de formación estelar. Vallenari & Bomans (1996a) dedujeron que hubo un episodio de formación entre unos 100 millones y 4 millones de años atrás, y otro más antiguo hace más o menos 1.5 Giga-años. Greggio et al. (1998) obtuvieron una duración de 100 millones de años para el último brote, y una alta tasa de formación estelar, en torno a $0.5 M_\odot/\text{año}$, en la parte más interna de la galaxia. Con datos de infrarrojo cercano, Angeretti et al. (2005) han encontrado trazas de, al menos, tres episodios de formación estelar en los últimos 1 o 2 Giga-años, con edades de $(1.3 - 3.7) \times 10^7$ años, $(4 - 15) \times 10^7$ años y 1 Giga-año. Si este ritmo de formación estelar hubiera sido mantenido toda la edad de la galaxia, se habría consumido por completo el gas, por lo que cabe suponer que en un principio o bien no tuvo prácticamente formación estelar, o bien la realizó de forma lenta y poco eficiente (Romano et al., 2006).

Romano et al. (2006) desarrollan modelos de evolución para este objeto, considerando varias posibilidades de brotes así como una opción de formación continua con un brote final. Incluyen vientos galácticos y acreción de gas decreciente exponencialmente, tal y como se ha considerado en este trabajo. La conclusión es que hay varios caminos posibles para reproducir las observaciones, tanto con brotes como con una formación continua. El único problema que encuentran es el ajuste de las proporciones de nitrógeno primario y secundario. Hay que advertir, que los rendimientos que usan estos autores son lo de van den Hoek & Groenewegen (1997), que han generado el mismo

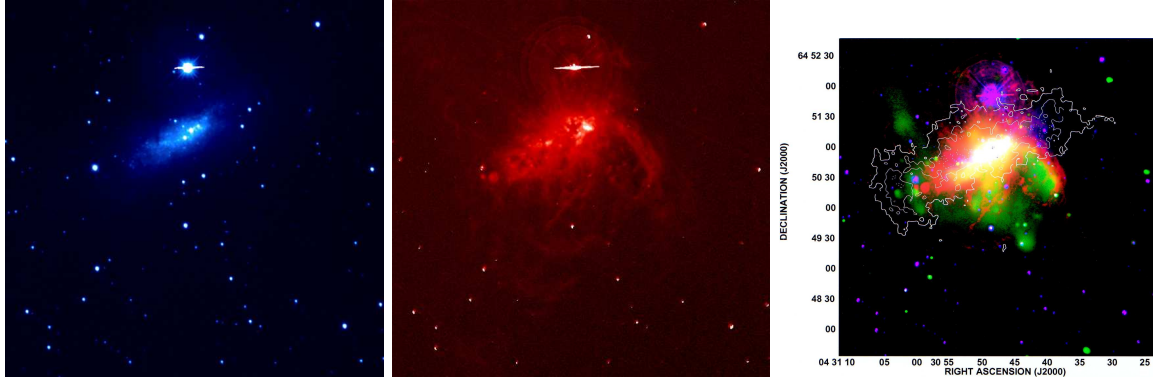


Figura 5.29: Imágenes en diferentes bandas de NGC 1569. Izquierda: óptico. Centro: H_{α} . Derecha: Composición en tres colores: en verde, emisión entre 0.3 y 6 KeV, en rojo emisión en H_{α} , y en azul, continuo óptico a 6450 Å. Los contornos en línea blanca indican la densidad de columna de hidrógeno neutro: $1 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ (línea gruesa), $4 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ (línea delgada), y $7 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ (línea discontinua) (Martin et al., 2002).

problema en este trabajo.

El ajuste de la fracción de gas lo realizan adoptando el valor $\mu=0.46$ (Israel, 1988), en lugar del valor elegido en este trabajo: $\mu=0.25$ (Lee et al., 2003b). En nuestro caso, esta variación de la fracción de gas también llevaría a un acuerdo con los modelos en el panel a).

Del conjunto de modelos que desarrollan, el que mejor se ajusta al resto de las observaciones supone una formación estelar continua a lo largo de los últimos 2 Giga-años y un intenso brote en la actualidad, pero sobreestima ligeramente la abundancia de nitrógeno. Desafortunadamente no hacen comparaciones fotométricas.

Todos estos estudios se han hecho a la luz de los datos de distancia previos al obtenido por el HST (Grocholski et al., 2008). Si se acepta que NGC 1569 está a 3.36Mpc, la tasa de formación estelar puede llegar a aumentar hasta un factor 2, las poblaciones se volverán más jóvenes y la galaxia más masiva. La segunda consecuencia es que pasa a pertenecer al cúmulo IC 342, dejando de ser una galaxia aislada. En este caso el entorno ha podido influir en el desencadenamiento de los brotes de formación estelar que se observan, y dejaría de ser una buena candidata a ser comparada en este estudio.

5.8.6. NGC2366

1. Gráfica azul

- Modelos M5
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 4 y 6 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 4 y 6 Giga-años

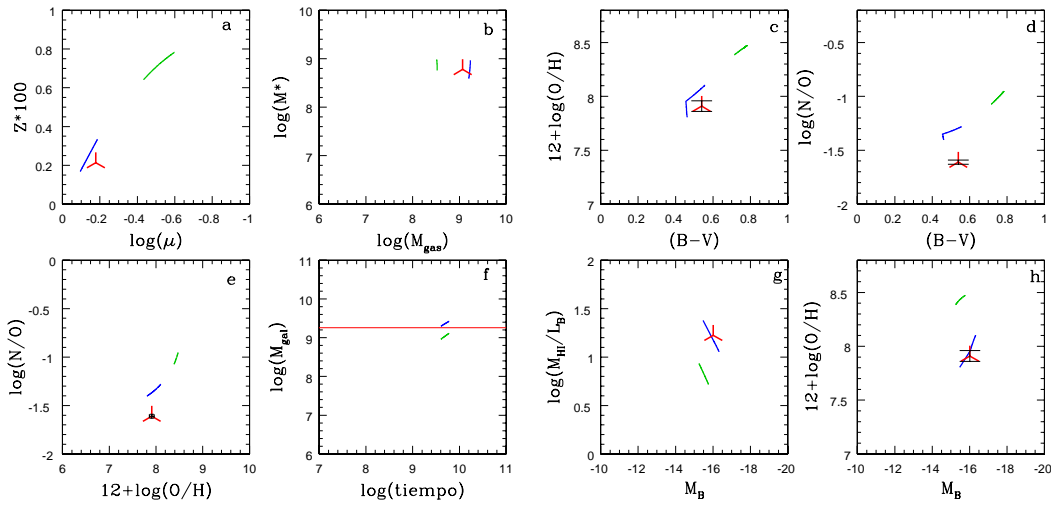


Figura 5.30: Gráficas individuales de NGC 2366.

En este caso, uno de los dos conjuntos de parámetros es claramente mejor que el otro. Concretamente la gráfica azul, correspondiente a un modelo de menor masa, ajusta mejor en todas las situaciones.

La estructura del gas, el escenario de formación y los datos fotométricos se reproducen con precisión. Solamente la abundancia de nitrógeno queda sobreestimada, más allá de las barras de error de la medida.

Debe de tratarse por tanto de un objeto joven, en el que domina la población correspondiente a la región HII gigante (NGC 2366) y las zonas de formación estelar de menor intensidad (de Blok & Bosma, 2002), con una población subyacente no más vieja de 6 Giga-años.

5.8.7. NGC3109

1. Gráfica azul

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Baja
- Edad entre 10 y 13 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 4 y 6 Giga-años

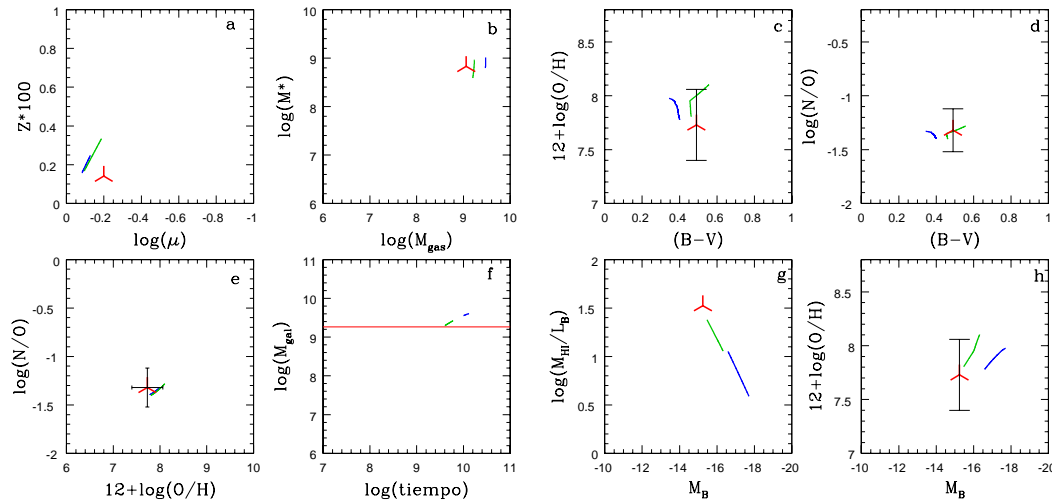


Figura 5.31: Gráficas individuales de NGC 3109.

En este objeto encontramos una gran diferencia de edad entre los dos mejores modelos. Según el primero (azul) podría tener una edad entre 10 y 13 Giga-años con una eficiencia baja, mientras que según el verde, la edad debiera estar entre 4 y 6 Giga-años, pero con mayor eficiencia. A la vista de todos los paneles, el acuerdo es mayor en este segundo caso.

La concordancia para los valores de las abundancias es grande, al margen de lo amplias que son las barras de error. El único desacuerdo está en la relación masa-luminosidad: este es el único caso en el que la relación masa-luminosidad es mayor para la galaxia observada que para el modelo. Comparada con objetos similares (por ejemplo la Nube pequeña de Magallanes, SMC) tiene una luminosidad similar pero con una extensión óptica de casi el doble. Las partes exteriores muestran una estructura distorsionada, que puede haberse provocado por la interacción con la galaxia Antila. El ajuste de los modelos de rotación indica que puede presentar diez veces más materia oscura que luminosa. (Lee et al., 2003a)

Respecto a la fotometría, los colores se reproducen con fidelidad, a pesar de que la galaxia es algo menos brillante de lo predicho.

5.8.8. NGC4214

1. Gráfica azul

- Modelos M6
- Tiempo de colapso:8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 7 y 11 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso:20 Giga-años
- Eficiencia Media
- Edad entre 3 y 5 Giga-años

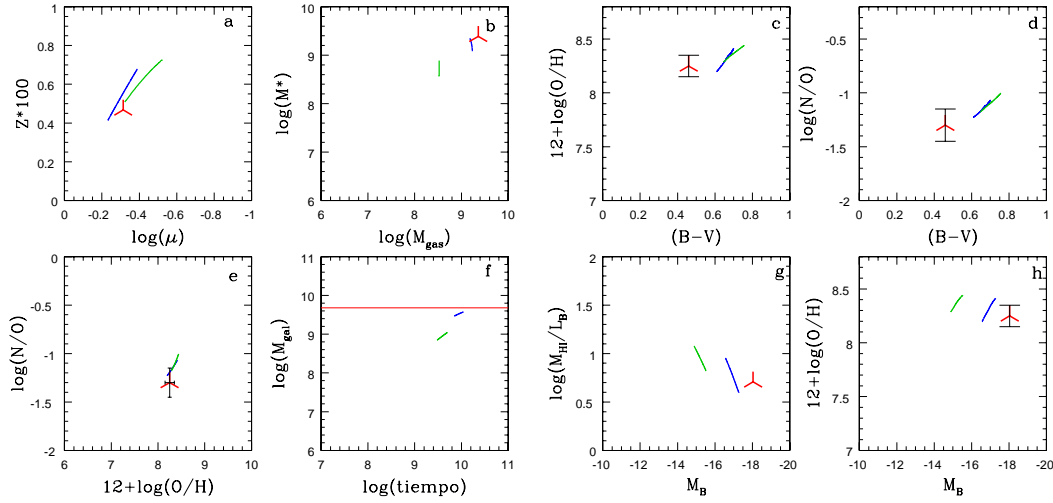


Figura 5.32: Gráficas individuales de NGC 4214.

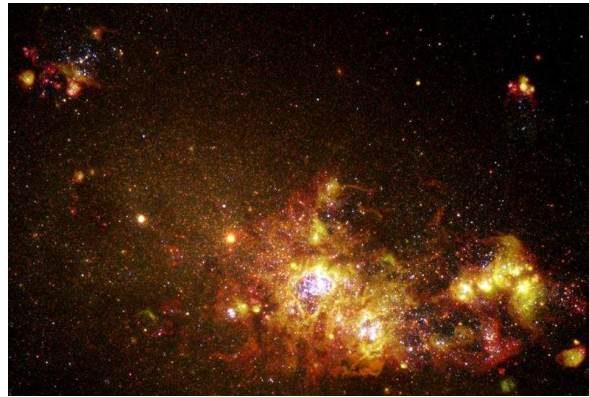


Figura 5.33: Parte central de NGC 4214 tomada por el HST.

Los resultados referentes al escenario cosmológico de formación son bien reproducidos por el modelo azul, correspondiente a una edad entre 7 y 11 Giga-años, pero

al considerar una edad tan alta, la fotometría se ve desplazada hacia el color rojo, mientras que las observaciones del objeto manifiestan un color más azul.

La relación masa-luminosidad se reproduce bien, a pesar de que el objeto es ligeramente más brillante de lo predicho. La existencia de una región con intensa formación estelar (Fig. 5.33) puede ser la causante de este nivel de brillo.

5.8.9. NGC6822

1. Gráfica azul

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 5 y 7 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 20 Giga-años
- Eficiencia Media
- Edad entre 2 y 4 Giga-años

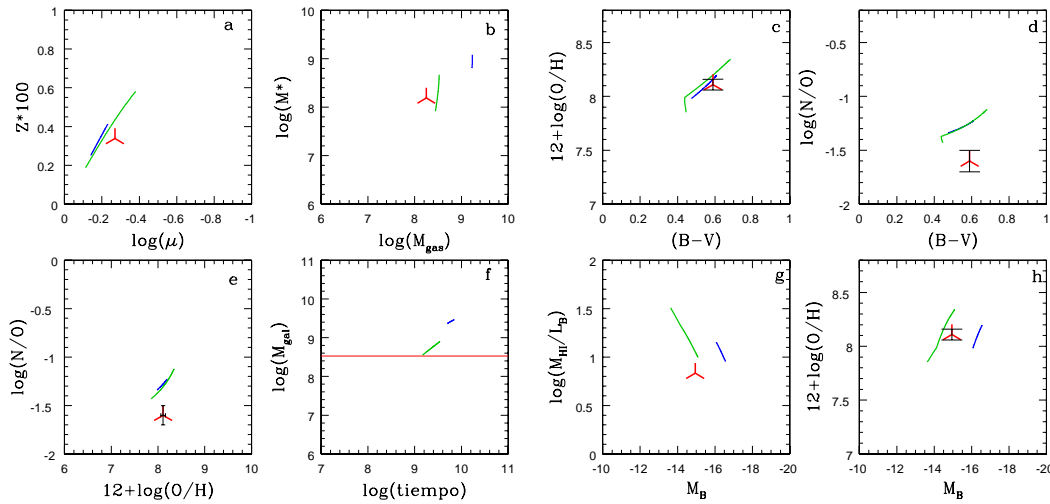


Figura 5.34: Gráficas individuales de NGC 6822.

Esta galaxia es la única en la que el mejor modelo corresponde claramente a un tiempo de colapso grande: 20 Giga-años, a la vez que una edad joven: entre 1.5 y 3.5 Giga-años. A excepción de la abundancia de nitrógeno, el resto de las observaciones son reproducidas por el modelo.

Aceptando la veracidad de los parámetros de entrada, se podría decir que es una galaxia intrínsecamente joven, en la que han coincidido a la vez una tasa de caída de gas pequeña con una eficiencia en formación estelar mayor que en otros objetos similares. Esto no está en contradicción con lo observado por Israel et al. (1996) y Alton et al. (1998) en cuanto a la existencia de población vieja, toda vez que ellos consideran "vieja" la población mayor de 10 millones de años.

La unión de una tasa de caída lenta junto a una eficiencia en formación estelar alta es una situación difícil de explicar: la galaxia tiene poco gas pero es muy eficiente en transformarlo en estrellas. Quizás hubiera que buscar alguna razón en sus condiciones de entorno, dado que a la postre es un miembro del Grupo Local.

5.8.10. Nube Grande de Magallanes

1. Gráfica azul

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 10 y 13 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 20 Giga-años
- Eficiencia Media
- Edad entre 4 y 5 Giga-años

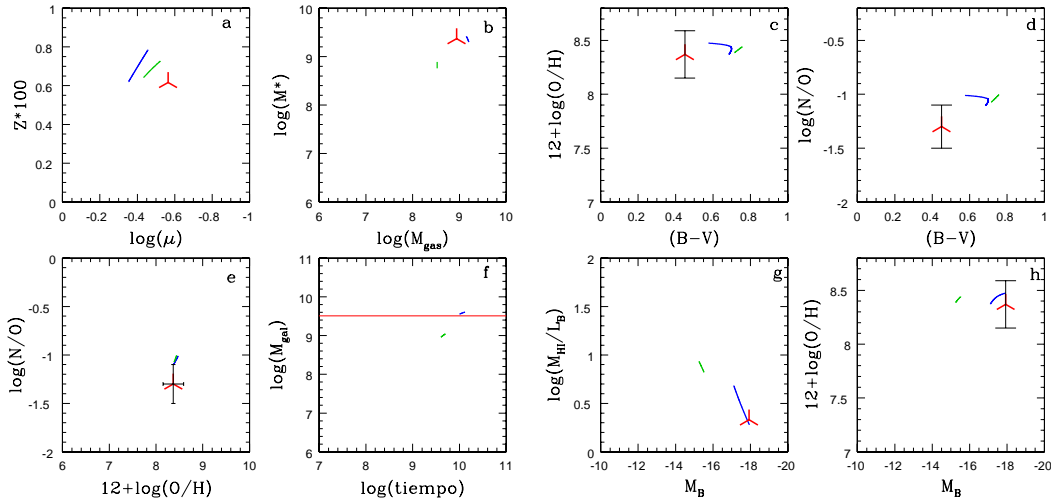


Figura 5.35: Gráficas individuales de la Nube Grande de Magallanes.

Su extremada proximidad a la Vía Láctea hace sospechar que la evolución de las Nubes de Magallanes no ha sido completamente tranquila, no obstante sus observaciones no se encuentran demasiado lejos de lo predicho por los modelos.

La fracción de gas que se mide en LMC es menor de lo predicho, pero la abundancia de oxígeno es similar para los modelos y las observaciones. Cabría pensar que lo que ha sufrido es más un fenómeno de barrido de gas que de vientos galácticos selectivos. Esto justificaría el bajo valor que tiene de relación masa-luminosidad M_{HI}/L_B (panel g).

Hasta hace poco más de 20 años, se suponía que la LMC estaba formada por estrellas jóvenes (Butcher, 1977, por ejemplo). Ya en la década pasada Bertelli et al. (1992) y Vallenari et al. (1996) apuntaron la posibilidad de una población más vieja, en torno a 4 Giga-años. Han sido las observaciones del HST las que han puesto de manifiesto una componente importante de estrellas viejas, de manera que en la actualidad se considera que hay por lo menos tantas estrellas mayores de 4 Giga-años como más jóvenes (Javiel et al., 2005).

Los modelos de Cioni et al. (2006b) indican que las estrellas de la LMC tienen una edad promedio de 5 o 6 Giga-años, con una metalicidad en torno a $Z=0.006$, No obstante aprecian un gradiente de metalicidad que es mayor hacia la Vía Láctea y menor hacia la SMC, que puede indicar cierta interacción entre la Nube Grande de Magallanes y nuestra galaxia.

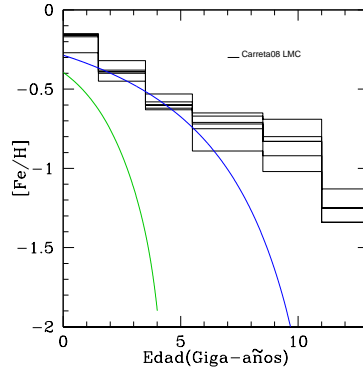


Figura 5.36: Relación Edad-Metalicidad para la Nube Grande de Magallanes. El histograma corresponde a las distintas regiones observadas por Carrera et al. (2008b). Las líneas de los modelos se han calculado considerando la edad prevista en cada caso

El modelo que mejor se ajusta a las observaciones es el azul que predice una edad claramente mayor: entre 10 y 13 Giga-años. La edad supone el tiempo transcurrido desde el inicio de la formación estelar. Si ésta se desarrolla con baja eficiencia el número de estrellas muy viejas será muy pequeño comparado con las de edad intermedia. Por eso, suponer una edad promedio de 5 o 6 Giga-años no está en contradicción con la existencia de una pequeña porción de estrellas más viejas. No obstante son estas estrellas viejas las que causan que el color predicho por los modelos sea más rojo que el observado. Quizás sea cierto que la Nube Grande de Magallanes es algo más joven de lo que se ha supuesto en este trabajo.

En la Fig. 5.36 se muestra la relación edad-metalicidad de los dos modelos seleccionados, comparados con los datos observados de Carrera et al. (2008b). Las observaciones corresponden a varias regiones diferentes, representadas todas ellas en el histograma. El modelo azul coincide con los datos hasta una edad de 7 Giga-años. Por el contrario, la metalicidad resultante del modelo con mayor tiempo de caída es demasiado pequeña para ajustar los datos.

5.8.11. Nube Pequeña de Magallanes

1. Gráfica azul

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 8 Giga-años
- Eficiencia Media-Baja
- Edad entre 5 y 7 Giga-años

2. Gráfica verde

- Modelos M6
- Tiempo de colapso: 20 Giga-años
- Eficiencia Media
- Edad entre 3 y 5 Giga-años

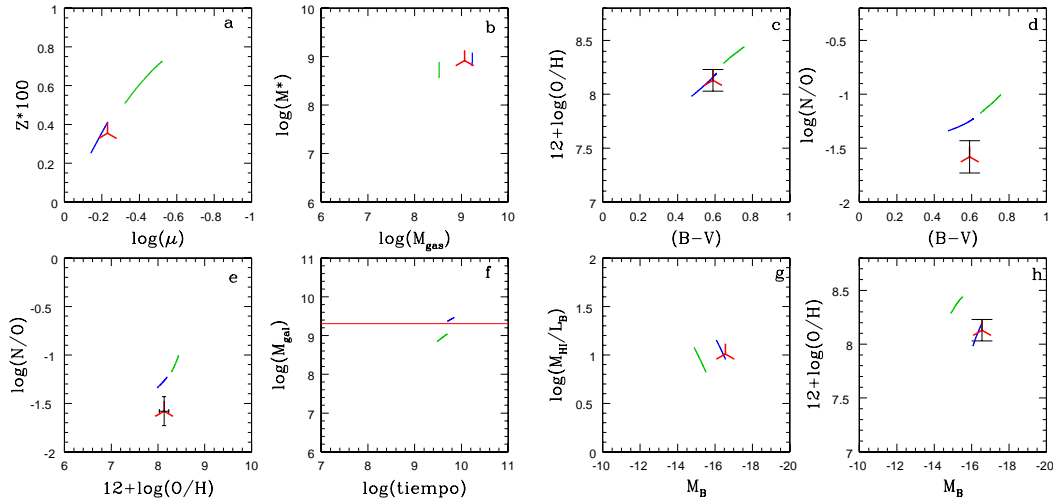


Figura 5.37: Gráficas individuales de la Nube Pequeña de Magallanes.

En su estudio de la Nube Pequeña de Magallanes, SMC Cioni et al. (2006a) concluyen que las estrellas son más viejas y más pobres que las de su compañera, la Nube Grande. La edad media está entre 7 y 9 Giga-años, con las estrellas más viejas situadas en las partes exteriores, excepto en la más próxima a la LMC, donde se encuentra la población más joven. La menor distancia entre este par de galaxias tuvo lugar hace 6.5 Giga-años, por lo que cabe pensar que se desataran procesos de formación estelar en esta época.

Los resultados de los modelos sugieren, sin embargo, una edad algo menor que en el caso de la LMC. La idea de una interacción entre ambas nubes como inicio de la formación estelar hace 6.5 Giga-años estaría plenamente de acuerdo con el valor obtenido en los modelos.

La metalicidad a lo largo del anillo que rodea el cuerpo principal presenta un gradiente que varía entre $Z = 0.003$ y $Z = 0.009$. El modelo que muestra el mejor ajuste (azul) predice una metalicidad más próxima a los valores más bajos del gradiente que a los más altos: $0.003 < Z < 0.004$.

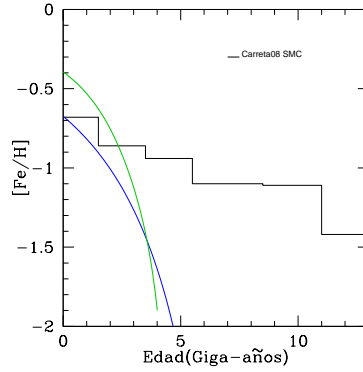


Figura 5.38: Relación Edad-Metalicidad para la Nube Pequeña de Magallanes. El histograma corresponde a los valores globales de las diferentes regiones observadas por Carrera et al. (2008a). Las líneas de los modelos se han calculado considerando la edad prevista en cada caso

La discrepancia en este caso la encontramos en la abundancia de nitrógeno, no en la fracción de gas, que se reproduce con bastante acierto con el modelo de edad entre 5 y 7 Giga-años. También se aprecia acuerdo en la magnitud, aunque no así en el color.

En la Fig. 5.38 se muestra la relación edad-metalicidad resultante de los dos modelos comparada con el valor global obtenido por Carrera et al. (2008a), considerando varias regiones. la historia de enriquecimiento del modelo de mayor eficiencia y menor caída de gas (verde) es demasiado aguda, en el sentido de que parte de una valor extremadamente bajo para pasar a un medio muy enriquecido. Algo similar muestra la gráfica azul, con la salvedad de que reproduce los valores observados en el tiempo presente.

Para poder conseguir la historia de enriquecimiento que se muestra en la figura sería necesario una historia de formación estelar de menor intensidad pero dilatada en el tiempo, por lo que la galaxia debería de disponer de gas desde un principio. En este caso, el escenario de formación continua que postula el modelo debería de ser revisado.

Capítulo 6

Conclusiones

En esta tesis se ha desarrollado un conjunto de modelos de evolución química y espectrofotométrica con el objetivo de su aplicación al estudio de galaxias enanas aisladas, es decir no sujetas a interacciones ni efectos de entorno.

El adecuado tratamiento de la producción de los elementos del ciclo CNO ha requerido la incorporación de nuevos rendimientos estelares para las estrellas de masa baja e intermedia (Buell, 1997) a nuestros modelos así como su adaptación a los mismos mediante calibraciones con la vecindad solar y el disco de nuestra galaxia.

Los datos de entrada a nuestros modelos consisten en diferentes eficiencias de formación estelar, tiempos de colapso característicos para la formación del sistema y masa total del mismo. Como resultado se obtiene una amplia colección de soluciones que describen desde objetos con metalicidades bajas y gran cantidad de gas, hasta objetos con altas abundancias químicas y bajo contenido gaseoso.

Se ha estudiado la evolución temporal de las abundancias de oxígeno, carbono, nitrógeno y hierro relacionándolas con la historia de la formación estelar que, a su vez, proporciona los resultados espectrofotométricos. Estos resultados se han comparado con una amplia muestra de objetos con datos publicados.

Nuestro modelo de evolución química toma como punto de partida el conjunto presentado en Mollá & Díaz (2005) para galaxias de disco teóricas, adaptándolo a una configuración esférica con valores menores de la masa total. Las características principales de nuestro modelo son: 1) una galaxia dada se trata como una única región, de modo que no se obtienen resultados acerca de distribuciones espaciales de abundancias; 2) no se consideran intercambios de gas con el medio intergaláctico; 3) existe una caída continua de gas del halo gaseoso preexistente a la galaxia en formación. La tasa de caída de gas viene controlada por el tiempo de colapso que es uno de los parámetros de entrada del modelo; 4) el proceso de formación estelar, controlado por las eficiencias de formación de nubes moleculares y estrellas de distinta masa, es continuo aunque no

constante, excluyéndose la aparición de brotes.

En total se consideran seis valores diferentes de la masa dinámica de la galaxia, desde $5 \times 10^6 M_\odot$ hasta $5 \times 10^9 M_\odot$, y cuatro valores del tiempo de colapso, entre 8 Giga-años y 60 Giga-años. Como solamente hay una región, el valor de la eficiencia en formación estelar es el mismo en toda la galaxia. Se han desarrollado modelos con seis valores diferentes de las eficiencias. Esto proporciona un total de 144 modelos que se considera suficiente para describir la población de galaxias enanas con gas.

Todos los modelos incorporan los mismos rendimientos estelares. Tras estudiar el comportamiento de varios conjuntos de rendimientos publicados en la literatura se ha optado por los dados en WW para estrellas masivas y BU para estrellas de masa baja e intermedia, aunque ha sido necesario reducir la producción de hierro de los primeros en un factor dos para reproducir adecuadamente los datos correspondientes a la vecindad solar. Esta combinación de rendimientos es la única capaz de reproducir simultáneamente las observaciones de carbono y nitrógeno a través del disco de nuestra galaxia.

Estos modelos de evolución química se han acoplado a los que describen la evolución fotométrica del sistema (Mollá et al., 2009) que aportan las distribuciones espectrales de energía para poblaciones estelares simples de diferentes edades y metalicidades. Se ha considerado que cada paso de tiempo del modelo de evolución corresponde a una población estelar simple, y la suma de los espectros de todas ellas genera la distribución espectral de la galaxia. La convolución de estos espectros con los filtros de los sistemas de Johnson y SDSS proporciona los valores fotométricos.

Como cuerpo de datos para la comparación de modelos y observaciones, se han seleccionado galaxias enanas en entornos vacíos que manifiestan formación estelar reciente y alto contenido en ga, es decir galaxias dIrr y BCD aunque éstas últimas están experimentando un brote de formación estelar en el momento de la observación que nuestro modelo no pretende reproducir. Bajo estas premisas se han diseñado dos conjuntos de datos, el primero que consta de un gran número de objetos y se utiliza para evaluar tendencias e intervalos de valores observados, y el segundo que consta de objetos muy conocidos y ampliamente estudiados que se utiliza para verificar simultáneamente los resultados del modelo más afín a cada uno: estructura del gas, abundancias y fotometría.

Como resultado de esta comparación se obtiene:

1. El escenario cosmológico elegido para el modelo -formación de sistema por incorporación de gas primordial del halo preexistente- es capaz de reproducir la fracción de gas y su metalicidad, parametrizada por la abundancia de oxígeno, observada para la mayoría de las galaxias dIrr, no así para las BCD. No es necesario recurrir a vientos galácticos ni pérdidas o ganancias de gas por efectos de interacción para poder dar respuesta a la proporción de gas y estrellas que presentan muchas de

las galaxias enanas irregulares aisladas. Desde un análisis centrado en la evolución química, se concluye que estas galaxias, a pesar de su pozo de potencial pequeño, son capaces de confinar su gas frente a procesos de formación estelar continua de baja intensidad.

2. Las abundancias observadas de oxígeno se reproducen prácticamente en todos los casos.
3. Respecto las abundancias relativas de nitrógeno y oxígeno (N/O), hay objetos que presentan un valor demasiado alto como para ser alcanzado por los modelos, incluso en los casos más favorables. Estos objetos son los candidatos a haber sufrido pérdidas de gas debido a un brote de formación estelar intenso. En los incio del brote, el gas eyectado, enriquecido en oxígeno, reduciría la abundancia de O/H, y en el momento en que las estrellas de masa intermedia, principales productores de nitrógeno, eyectarán su gas, encontrarían un medio empobrecido. Este escenario viene apoyado por el hecho de que, en general, estos objetos se encuentran en zonas de baja metalicidad, $12+\log(\text{O}/\text{H}) < 8$. Para los objetos con N/O menor que la que marca la plataforma mostrada por los modelos, la dispersión que se aprecia en las observaciones es reproducible en estadios tempranos de evolución, es decir, de acuerdo a nuestros modelos, estos objetos serían intrínsecamente jóvenes.
4. Los resultados fotométricos presentados de nuestros modelos corresponden en todos los casos al continuo estelar. Desafortunadamente, hay muy pocos datos en la literatura en que las observaciones fotométricas hayan sido corregidas de la contribución de las líneas de emisión del gas ionizado, por lo que la comparación entre resultados y observaciones proporciona una información limitada. Para los escasos datos en que la técnica fotométrica es coherente con la desarrollada en los modelos, la correspondencia entre datos y modelos es satisfactoria.
5. El análisis del diagrama color-magnitud pone de manifiesto que el conocido como *valle verde* es una consecuencia de la corta duración de la fase en la que las galaxias exhiben dichos colores. Según se aprecia en los diagramas, las trazas evolutivas cruzan el *valle verde*, pero los colores al final de la evolución se sitúan en las zonas rojas y azul del espectro, dejando la zona intermedia despoblada de modelos.
6. En el estudio de la relación entre la abundancia de oxígeno y el color (B-V) se obtiene una gráfica acodada en la que el punto de cambio de pendiente ($12+\log(\text{O}/\text{H}) \sim 7.9$) divide en dos grupos los modelos: aquéllos que tienen historias de formación estelar crecientes en el tiempo se sitúan por debajo, y los que sufrieron en el pasado una TFE máxima lo hacen por encima. Este resultado, además de indicar la posible edad de los objetos, aporta información relevante sobre el camino seguido hasta el momento presente. Algo similar, pero en menor medida se observa en la relación entre la abundancia de nitrógeno y el color (B-V) del objeto.
7. La relación entre la masa de gas y la luminosidad es coherente con la idea de que las galaxias más pequeñas forman menos estrellas en proporción a su masa que las

más grandes. Los modelos menos masivos con eficiencias altas no se corresponden con ningún objeto observado. Estos objetos consumirían su gas muy rápidamente y deberían observarse como galaxias poco luminosas y desprovistas de gas, que están *á priori* eliminadas de nuestro cuerpo de datos.

8. Por último, en la comparación con los objetos de la muestra individual, en todos ellos se observa: a) el tiempo de colapso es el menor de todos los elegidos, es decir, la tasa de caída de gas es la más alta considerada en los modelos; b) todos ellos son objetos jóvenes, exceptuando LMC, con edades no superiores a 9 Ga; c) la mayoría, excepto NGC 1569, se reproduce adecuadamente mediante modelos que no consideran pérdidas de gas. Los argumentos evolutivos son suficientemente robustos como para inferir que han sido capaces de retener el gas eyectado por las supernovas.

Apéndice A

Nociones de Evolución Estelar

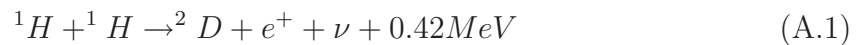
A.1. Protoestrella

El resultado de la condensación y posterior fragmentación de una nube fundamentalmente de hidrógeno es una protoestrella, que se contrae gravitacionalmente en cuasi-equilibrio hidrostático con una temperatura efectiva más o menos constante a lo largo de una escala de tiempo térmica. Mientras tanto su temperatura interna crece de acuerdo con el Teorema del Virial y tienen lugar algunas reacciones nucleares, como la combustión de deuterio, pero tienen un mínimo efecto debido a las bajas abundancias de elementos más pesados que el helio que hay en ese momento. El interior deja de ser convectivo y la estrella comienza a contraerse radiativamente hasta que la ignición de hidrógeno tiene lugar en el centro deteniendo el colapso. En este momento comienza la Secuencia Principal de Edad Cero

A.2. Combustión de hidrógeno: Secuencia Principal

A.2.1. Cadena protón-protón:

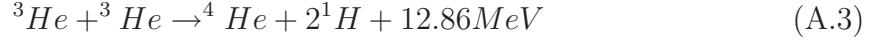
El principal conjunto de reacciones nucleares en evolución estelar tiene como protagonista la combustión de hidrógeno a través de la cadena protón-protón, o cadena *pp* y al ciclo CNO. Se liberan 6.68 MeV por protón menos las pérdidas por neutrinos, ya que se emiten dos neutrinos por cada núcleo de ^4He que se sintetiza. Las primeras reacciones de la cadena *pp* son:



Con una liberación posterior de 1.42 MeV por la aniquilación del positrón, y



A partir de este momento hay dos alternativas posibles. El 86 % del tiempo de vida en el caso del sol se lleva a cabo el final de la cadena *pp-1*



Mientras que el resto del tiempo las reacciones que se producen son las cadenas *pp-2*



y *pp-3*



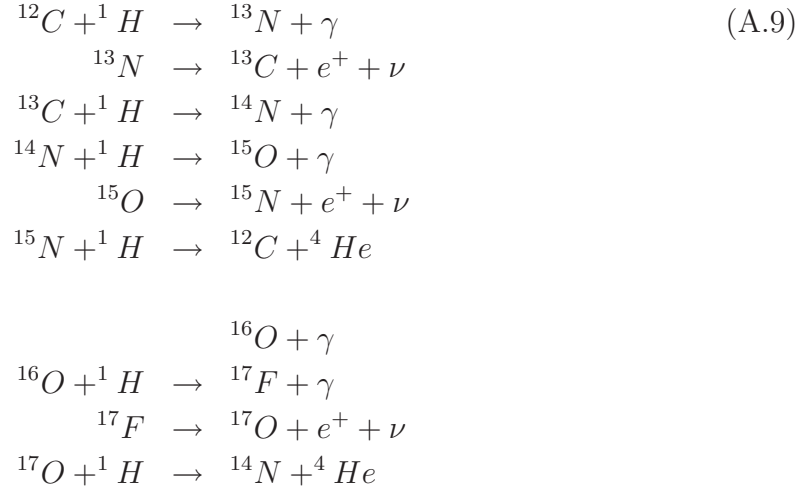
Para una estrella masiva, las escalas de tiempo de estas reacciones son:

- Combustión del hidrógeno: desde 3 hasta 10 millones de años, dependiendo de la masa inicial.
- Combustión del helio: 1 millón de años
- Combustión del carbono: aproximadamente 10.000 años
- Combustión del neon: uan decena de años
- Combustión del oxígeno: aproximadamente 4 años
- Combustión del silicio y del azufre: una semana
- Combustión del hierro: explosiva.

A.2.2. El ciclo CNO:

Si la estrella no es de primera generación, el pequeño componente que tenga de carbono puede hacer de catalizador para que la combustión de hidrógeno sea más

rápida, a través del ciclo CNO. Las reacciones que se llevan a cabo son:



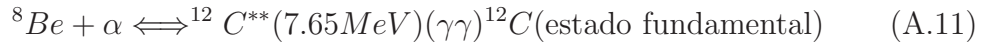
La parte principal del ciclo involucra al C y al N mientras que el ciclo ON generalmente contribuye con un aporte pequeño de energía pero puede ser importante a altas temperaturas, provocando la destrucción del oxígeno. Para temperaturas de varios $10^7 K$ el ciclo CNO se despliega en una tercera y cuarta rama destruyéndose el ${}^{18}\text{O}$. Como consecuencia de las diferentes tasas de reacción de cada componente, el ciclo CNO modifica la composición inicial de la estrella, que típicamente tiene una abundancia de oxígeno mayor que la de carbono, siendo ésta a su vez mayor que la de nitrógeno. Se produce un exceso de ${}^{14}\text{N}$ y un valor mayor del cociente ${}^{13}\text{C}/{}^{12}\text{C}$ a expensas del carbono y, a mayores temperaturas, también del oxígeno.

A.3. Evolución a partir de la Secuencia Principal

Conforme se va consumiendo el H en el interior de la estrella se va moviendo su posición en el diagrama HR hacia arriba y hacia la derecha. Cuando se agota el H central toda la estrella sufre una contracción que provoca un aumento la temperatura del interior hasta conseguir que las capas que rodean al núcleo vuelvan a quemar H y la estrella vuelva a expandirse de nuevo. Entonces, la estructura está formada por un interior que ha pasado de ser convectivo a ser isoterma, que crece y que soporta una envoltura convectiva en combustión. Fue demostrado por Schönberg & Chandrasekhar (1942) que el límite superior para la fracción q de masa de estrella ocupada por el interior isoterma es aproximadamente del 10 %. Cuando se llega a este límite, no es capaz de soportar la envoltura de manera que se contrae de nuevo y la envoltura se expande en un efecto "espejo": la contracción aumenta la generación de energía en la capa de hidrógeno en combustión y la envoltura se expande para transferir el exceso de energía hacia el exterior. La estrella se mueve rápidamente, en escala de tiempo

térmica, a través del vacío de Hertzsprung en el diagrama HR, hasta la vecindad de la traza de Hayashi, y comienza su ascenso en la rama de las gigantes rojas, RGB, en la que su vida evolutiva es aproximadamente el 10 % de la de la Secuencia Principal. No obstante no hay valor q para estrellas de menos de $1.4 M_{\odot}$ porque los interiores comienzan a estar parcialmente degenerados al llegar a este estadio.

Combustión de helio: Durante la evolución de la rama RGB, cuando el interior agota su H continúa su contracción, disminuyendo el radio pero aumentando la masa. Conforme se va agotando el H en la envoltura, ésta va cayendo hacia el interior, aumentando su temperatura. Este proceso es más lento en estrellas de baja masa debido a la aparición de la degeneración. En este punto se dan las condiciones de densidad $\sim 10^4 g/cm^3$ y de temperatura $10^4 K$ para que tenga lugar la reacción triple α .



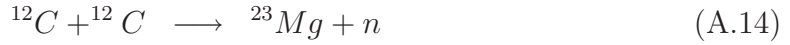
Para estrellas con masa mayor que $2M_{\odot}$ el interior todavía no está degenerado cuando comienza la combustión del He. La nueva fuente de energía hace que el interior se expanda y que la envoltura se contraiga, lo que se puede apreciar en el diagrama HR como ciertos "bucles". Por el contrario, para estrellas de baja masa el interior es degenerado y produce un rápido proceso térmico llamado 'Flash de He', seguido por un reajuste en la estructura para obtener un interior no degenerado convectivo con He en combustión. Las reacciones posteriores a la combustión del He son:

- Reacción del carbono: ${}^{12}C(\alpha, \gamma){}^{16}O$ Transforma una cantidad importante de carbono de la reacción triple α en oxígeno, aunque la tasa de la reacción es incierta.
- Las reacciones posteriores a la combustión del He ${}^{16}O(\alpha, \gamma){}^{20}Ne(\alpha, \gamma){}^{24}Mg$ tienen lugar a temperaturas del orden de $10^9 K$ y bajo condiciones de presión y densidad como las que se dan en los estados avanzados de la combustión de las envolturas o en nucleosíntesis explosivas.
- La combustión del He sobre material CNO previamente transformado en ${}^{14}N$ lleva a las reacciones ${}^{14}N(\alpha, \gamma){}^{18}F(\beta^+, \nu){}^{18}O(\alpha, \gamma){}^{22}Ne$, que producen un exceso de neutrones proporcional a la abundancia inicial de elementos CNO. Es importante en nucleosíntesis explosiva en la que el cociente n/p queda fijo porque no da tiempo a que se produzca el decaimiento β .

A.4. Estados de combustión posteriores

Para estrellas de masa menor que un determinado límite la combustión del núcleo se detiene por la degeneración. La estrella se transformará finalmente en una enana

blanca. El valor de la masa umbral es incierto, y depende en gran manera de la masa que pierda en la fase AGB, pero está en el entorno de $8 M_{\odot}$. Las estrellas con masa mayor de $10 M_{\odot}$ son capaces de quemar carbono en un núcleo no degenerado. A causa de la aniquilación de pares e^{\pm} , de la emisión de neutrinos y de otros procesos esta combustión se acelera enormemente de forma que la escala de tiempo nuclear se vuelve más corta que la escala de tiempo térmica y la evolución del núcleo tiene lugar antes de que la corteza tenga tiempo de reajustarse. Las reacciones principales son: Combustión del carbono: Aproximadamente a lo largo de 600 años



Combustión del Neon



Combustión del Oxígeno: Aproximadamente a lo largo de medio año



Todas ellas en condiciones de degeneración parcial.

El resultado final es una estructura en forma de cebolla con elementos más pesados conforme se avanza hacia el interior, (Cuadro A.1) aunque la existencia de convección y el *overshooting* pueden llegar a complicarla bastante.

Combustión del Silicio: Aproximadamente 1 día



Seguida de



La ecuación A.21 engloba bastantes reacciones rápidas que tienen lugar mientras es ^{28}Si se va fundiendo lentamente. Las reacciones más rápidas, en muchos casos, se compensan con otras inversas de tal modo que se puede llegar a un "cuasi-equilibrio" favoreciendo la existencia de núcleos más estables. El resultado es una función de tres parámetros exclusivamente: la temperatura, la densidad y el exceso de neutrones resultante de reacciones previas. Llegados a este punto, una masa interior del orden de la masa límite de Chandrasekhar está degenerada y dominada por núcleos ricos en neutrones, principalmente ^{56}Fe envuelta en sucesivas capas de Si, O, He e H respectivamente.

El siguiente estado es un colapso dinámico del núcleo producido por capturas electrónicas y por la fotodesintegración que se genera por el aumento de temperatura siguiente al colapso gravitatorio, cuando el combustible de Si se agota. De acuerdo con el modelo estándar el colapso da lugar a la formación de una estrella de neutrones con una gran emisión de neutrinos y una onda de choque que se propaga hacia fuera. Este frente, reforzado por la absorción de neutrinos produce la expulsión de las capas exteriores en el fenómeno de super nova de tipo II (en adelante SNII) y la modificación de la composición de las partes internas por una síntesis explosiva provocada por el calentamiento repentino consecuencia de la onda de choque.

La energía liberada es del orden de 10^{53}erg , de la cual el 99 % se libera a través de neutrinos, y solamente el 1 %, es decir 10^{51}erg queda en la onda, del cual el 1 %, 10^{49}erg , es radiación visible. Aproximadamente son necesarios 10^{50}erg para eyectar completamente la envoltura venciendo el pozo de potencial gravitatorio.

La onda de choque toma la forma de una burbuja altamente entrópica dominada por la radiación, de manera que la temperatura máxima alcanzada en cada capa está fijada esencialmente por la energía de choque, E_0 (asumida como 10^{51}erg) y el radio.

$$\frac{4}{3} \pi r^3 a T^4 = E_0 \quad (\text{A.22})$$

La composición de la capa de silicio y la parte interior de la de oxígeno se ven modificadas por una nucleosíntesis explosiva durante una escala de tiempo de expansión del orden de segundos. Como no hay tiempo para que se genere un decaimiento β se produce un exceso de neutrones. Con un valor de exceso del orden de 10^{-3} y una entropía alta, el resultado de la síntesis explosiva favorece los núcleos α , principalmente ^{56}Ni y las partículas α propiamente dichas. Las estrellas masivas son las responsables de la generación de la mayor parte de los elementos, incluidos los del grupo del hierro, en estrellas de población II, y hasta el calcio en estrellas de población I, tanto por las explosiones como por las pérdidas previas por vientos estelares. No obstante, hay un déficit de 2 o 3 en las abundancias relativas de elementos del grupo de Fe comparadas con el sol, lo que hace sospechar que está compuesto por restos de SNIa.

A grosso modo O, Ne, y Mg se originan en capas en combustión hidrostática, de modo que la cantidad generada y eyectada está directamente relacionada con la masa de la estrella progenitora, o más exactamente con la masa de su núcleo de He, mientras que el S, Ar, Ca y Fe se generan fundamentalmente en combustión explosiva por lo que los valores de sus eyecciones varían mucho menos. De todas maneras hay incertidumbres en el límite inferior de masa que define a las estrellas que evolucionan de este modo: estrellas muy masivas pueden evolucionar convirtiéndose en agujeros negros, con o sin explosión de SN, además de las enormes disparidades de criterio que hay en cuanto a la cantidad de masa que se pierde por vientos estelares para estrellas masivas. Puede

darse el caso de que una estrella de $40M_{\odot}$ se haya reducido hasta $12M_{\odot}$ antes de la explosión de SN. Las estrellas de más de $50M_{\odot}$ sólo contribuyen al enriquecimiento de C, N, O y Ne por vientos en pre-supernova porque el resto de los elementos quedarán capturados en su transformación a agujero negro.

A.4.1. Evolución de estrellas intermedias.

Tanto las estrellas intermedias como las de baja masa acaban en enanas blancas después de haber expulsado una parte importante de su masa en forma de vientos y posteriormente como nebulosas planetarias. La causa principal de esta evolución es la formación de un núcleo de CO degenerado que no es lo suficientemente masivo como para permitir la combustión de carbono.

En forma esquemática, las etapas por las que pasa una estrella intermedia una vez que abandona la Secuencia Principal son:

- El núcleo central de H se agota y se produce una contracción gravitatoria. Al aumentar la temperatura y la densidad se dan las condiciones para que se reinicie la ignición del H en una capa gruesa que envuelve al núcleo
- La estrella desarrolla una envoltura convectiva exterior, la capa en combustión se vuelve más delgada y se produce el primer fenómeno de dragado. Se transportan ^{13}C y ^{14}N hacia capas superiores en una cantidad que depende de la profundidad de la convección y del *overshooting*
- El núcleo reúne las condiciones para que se produzca la ignición del helio, de manera que, temporalmente se detiene su colapso a la vez que la expansión de la envoltura. Esta detención es sólo temporal porque conforme se va agotando el helio se vuelve a producir una nueva contracción gravitatoria.
- Comienza la combustión de la capa de He mientras que el núcleo se contrae nuevamente y la envoltura se expande dando lugar al segundo fenómeno de dragado que aumenta la abundancia de He y la transformación de ^{16}O en ^{12}C y ^{14}N en la atmósfera.
- Se produce la ignición de la envoltura de H debido al calentamiento de la capa de He y la estrella evoluciona a lo largo de la rama asintótica de las gigantes (AGB) en la que tiene una enorme pérdida de masa acabando en una nebulosa planetaria cuando pierde toda la envoltura dejando al núcleo de CO degenerado desnudo y enfriándose como enana blanca. Los procesos de mezcla durante la etapa AGB son los responsables de la expulsión de la mayor parte de Li, C y N, y debido a su importancia para este trabajo son expuestos detalladamente a continuación.

Evolución en la etapa AGB En el momento en que la estrella acomete la etapa AGB su estructura consiste en un núcleo convectivo de helio en combustión rodeado de helio,

a su vez rodeado de una envoltura de hidrógeno en combustión y envuelta en una capa rica en hidrógeno. Conforme se quema más hidrógeno aumenta la riqueza de helio, lo que hace que el núcleo sea cada vez mayor y comience la formación de un interior de CO que se vuelve degenerado y que va aumentando tanto en masa como en temperatura de manera que la capa de He que rodeaba al núcleo comienza a quemarse. Esto provoca que la capa de hidrógeno se expanda y se enfríe, apagándose momentáneamente. A esta etapa se la conoce como etapa AGB temprana (E-AGB) y es la responsable de que las zonas de convección superficiales de las estrellas intermedias puedan sufrir un dragado profundo transportando hidrógeno hacia el interior de la capa de helio. El resultado final es un cambio en la composición de la envoltura y la atmósfera de la estrella que se enriquece de helio y transforma la abundancia de C y O en N.

Conforme la capa convectiva se va introduciendo más profundamente hacia la zona de helio en combustión la va enriqueciendo de hidrógeno causando un incremento de temperatura. Este recalentamiento hace que se inicie de nuevo la combustión de hidrógeno que había quedado momentáneamente detenida durante la E-AGB. La estructura ahora es de dos capas en combustión: una de helio interna y una de hidrógeno externa separadas por una fina envoltura. Una de las peculiaridades de esta configuración es que la capa de helio es térmicamente inestable y libera de forma periódica y durante cortos espacios de tiempo (algunas decenas de años) de cien a un millón de veces la energía producida por la combustión de la envoltura de hidrógeno. Estos estallidos energéticos se conocen como pulsos térmicos (TP), y a esta etapa se le da el nombre de TP-AGB.

Durante estos pulsos la capa de helio en combustión aumenta enormemente su luminosidad lo que hace que la región entre-capas se expanda y que la capa de hidrógeno en combustión vuelva a apagarse por enfriamiento. Como la combustión de helio es muy grande se genera una capa convectiva que asciende hacia la zona entre-capas que se ve enriquecida en ^{12}C y ^{22}Ne . Cuando la capa de helio se ha expandido lo suficiente como para enfriarse, la estrella vuelve a contraerse y se reajusta, adquiriendo de nuevo la estructura de doble capa en combustión, hasta el siguiente pulso. Una vez que el pulso ha acabado, la zona de convección exterior penetra hacia la región entre capas y arrastra carbono hacia la superficie: tiene lugar el tercer dragado. También es posible que tenga lugar una mezcla semi-convectiva de protones durante el tercer dragado en la zona rica en ^{12}C (enriquecida por el pulso anterior) que se transformará en ^{13}C cuando se vuelva a encender la capa de hidrógeno. Cuando se produzca el siguiente pulso, el ^{13}C será transformado por la capa de helio en combustión en ^{16}O : $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$, generando un exceso de neutrones. Para que esta transformación se lleve a cabo es necesario que haya un exceso de protones comparable o menor a la abundancia de ^{12}C , de forma que el remanente de protones va a ocasionar la generación de ^{14}N .

Por último, para estrellas de más de $4M_{\odot}$ la base de la envoltura convectiva va a adquirir una temperatura tal que se pueda llevar a cabo el ciclo CNO, en el proceso conocido como *Hot Bottom Burning* (HBB) que es una importante fuente de elementos

primarios, fundamentalmente ^{14}N . Si hay tiempo suficiente, se puede llegar a convertir ^{16}O en ^{14}N disminuyendo la abundancia de oxígeno. De esta manera, el cociente N/O muestra un severo aumento en torno a $4M_{\odot}$, como consecuencia del inicio del HBB.

Evolución post-AGB:Nebulosa Planetaria Durante la fase TP-AGB las estrellas pierden gran parte de su masa, desde $0.4M_{\odot}$ para una estrella de $1M_{\odot}$ hasta $4.8M_{\odot}$ para una de $6M_{\odot}$. Este material eyectado hace que al principio la estrella no sea visible ópticamente pero como la superficie expuesta tiene una temperatura de 30.000K le permite emitir un gran número de fotones con longitud de onda menor de 912 Å. Estos fotones tienen una energía mayor de 13.6 eV, lo que les permite ionizar todo el hidrógeno de la envoltura eyectada. Los electrones que han quedado libres excitan colisionalmente el resto de los iones de la nube y éstos a su vez se desexcitan radiativamente, creando líneas de emisión y convirtiéndola en ópticamente visible: nebulosa planetaria. Las estrellas que no tiene suficiente masa como para quemar carbono de forma no degenerada, pero con la masa necesaria para desarrollar un núcleo de CO degenerado por encima del límite de Chandrasekhar, se cree que producirán un *flash* de carbono explotando como supernovas.¹ Las estrellas con masa mayor que las anteriores, son capaces de quemar carbono de forma no degenerada, pero desarrollan un núcleo degenerado de oxígeno, neón y magnesio, que puede tanto explotar como SNII, como acabar en una enana blanca. Hay un grupo de nebulosas planetarias, conocidas como "Tipo I de Peimbert" que persentan una sobreabundancia de N ($\text{N/O} \approx 1.2$), que probablemente sean las mejores representantes de los efectos en la abundancia de los fenómenos de tercer dragado y HBB.

Para nuestro trabajo las nebulosas planetarias son de gran importancia porque permiten determinar con bastante precisión las abundancias de un gran número de especies atómicas. Esto es debido a que la densidad en la mayoría de las nebulosas es lo suficientemente baja como para que los átomos no puedan desexcitarse colisionalmente, de forma que tienen que emitir uno o varios fotones para volver al nivel fundamental. Haciendo el balance de las excitaciones colisionales con las desexcitaciones radiativas se pueden determinar con precisión las abundancias de determinadas especies iónicas. Las abundancias que se obtiene de esta manera son algo mayores que las observadas en regiones HII o en el sol. La razón es que el material sobre el que se está midiendo es el resultado del gas procesado por la evolución estelar, que tiene una mayor concentración de helio, carbono y nitrógeno. De hecho, la fase de nebulosa planetaria es justamente la siguiente a la TP-AGB, y como en ella no hay fenómenos de nucleosíntesis, las abundancias medidas son exactamente las resultante de la evolución de la estrella hasta finalizar la etapa AGB.

¹A modo anecdótico, estas supernovas se han llamado $\text{SN}_{\frac{1}{2}}$ porque participan de las características tanto de las SNI como de las SNII, a pesar de que no hay evidencias de que existan

A.4.2. Evolución de estrellas de baja masa.

La diferencia entre las estrellas intermedias (entre $2.5M_{\odot}$ y $8M_{\odot}$ aproximadamente) y las de baja masa es que las primeras empiezan con núcleos convectivos y queman helio de forma no degenerada mientras que las más pequeñas prácticamente no tiene núcleos convectivos, se vuelven degeneradas mientras tiene lugar la combustión del hidrógeno y llegan a quemar helio solamente a través de *flash*. No llegan al límite de Chandrasekhar y sus configuraciones durante la secuencia principal están muy próximas a la traza de Hayashi. El primer dragado tiene lugar en el origen de la rama de las gigantes rojas (RGB) lo que produce una dilución del helio producido en el núcleo, concretamente en las zonas alátereas a la capa más interna de convección, y a una variación de la composición de las capas superficiales, principalmente a un enriquecimiento de ^{14}N a expensas de la reducción de ^{12}C . Esta etapa va seguida de una estancia larga como gigante roja durante la cual el núcleo degenerado de He va creciendo por la combustión lenta de hidrógeno en la envoltura que lo cubre. La tasa de crecimiento del núcleo es una función de la luminosidad que a su vez depende casi exclusivamente de la masa del propio núcleo, de manera que es independiente de la masa que se va añadiendo por la combustión de la envoltura.

Como la materia degenerada no puede proceder a la expansión con su exceso de energía, se produce un calentamiento violento *flash de helio* de forma que alcanza una temperatura de 2.5×10^8 que deshace la degeneración, provoca una nueva contracción de la envoltura y una nueva estructura dentro de la Rama Horizontal de Edad Cero (ZAHB). A partir de este momento, la estrella entra en la rama AGB, siguiendo un proceso similar a las estrellas de masa intermedia.

Fracción de masa	Composición	Reacción que tiene lugar entre las capas
0.6	${}^1H, {}^4He$	$H \rightarrow He$ $He \rightarrow C$ $C \rightarrow Ne, Mg$ $Ne \rightarrow O, Mg$ $O \rightarrow Si$ $Si \rightarrow Fe, Ni$
0.1	4He	
0.05	${}^{12}C, {}^{16}O$	
0.15	${}^{16}O, {}^{20}Ne, {}^{24}Mg$	
0.02	${}^{16}O, {}^{24}Mg, {}^{28}Si$	
0.08	${}^{28}Si, {}^{32}S$	
	${}^{56}Fe$	

Cuadro A.1: Estructura de capas de las estrellas masivas

A.5. Supernovas

La primera clasificación que se hizo de las Supernovas fue hecha al final de la década de los 30 por Minkowski y se basaba en una característica de su espectro: si no presentaban líneas de H en su máximo de luz eran clasificadas como SN tipo I, y en caso contrario eran SN tipo II. Dentro de las SIN se pueden distinguir tres grupos: SNIa, SNIb y SNIc.

A.5.1. Supernovas Ia

Estas SN se producen dentro de un sistema binario, en la que la componente más evolucionada es una enana blanca de C-O, que acreta masa de su compañera. Cuando la densidad de la enana blanca alcanza aproximadamente $4 \times 10^9 \text{ gm cm}^{-3}$, el núcleo a 10^8 K de temperatura, se desliga del resto, que empieza a quemarse. El frente se propaga por conducción de electrones a velocidad subsónica produciendo una deflagración. La disminución de la densidad y el aumento de la temperatura después del frente crea una turbulencia que lleva una coalescencia de todas las fases de combustión que afecta también al núcleo central. La onda de presión que precede al frente eyecta la estrella sin dejar ningún resto. Las SN Ia se encuentran en todos los tipos de galaxias, y no están asociadas especialmente a regiones con formación estelar reciente.

De cara a nuestro trabajo, el aspecto más importante de las SN Ia es la gran cantidad de hierro que eyectan, que tal y como se verá en el capítulo 3 puede llegar a 0.6 M_{\odot} .

A.5.2. Supernovas Ib, Ic y II

El fenómeno físico que produce estos tipos es similar: la inestabilidad de estrellas gigantes y supergigantes rojas. La diferencia es que para las SNII la progenitora tiene una masa comprendida entre 8 y 40 M_{\odot} mientras que en el caso de las SNIb tiene masa mayor de 40 M_{\odot} . Estas estrellas tan masivas han perdido prácticamente su envoltura de H por fuertes vientos, lo que se refleja como la ausencia de líneas de H.

En el caso de las estrellas que tienen una masa inicial mayor de 11 M_{\odot} , cuando la masa del núcleo de hierro alcanza la masa de Chandrasekhar, el núcleo colapsa. El colapso se acelera por captura de electrones por elementos del grupo del hierro y por desintegración del hierro. Cuando la densidad del núcleo ha aumentado aproximadamente 250 veces de valor se detiene el colapso. En este momento se produce una generación de ondas de sonido que acaba en una onda de choque que se propaga hacia fuera liberando una energía de aproximadamente $4 \times 10^{51} \text{ erg}$. La onda se degrada cuando la densidad desciende de 10^{11} cm^{-3} porque la materia es ópticamente delgada a los neutrinos, y la energía se emplea en capturas electrónicas y fotodesintegración del hierro. La onda llega al manto donde deposita la energía y eyecta la envoltura. Las

SN Ic son muy similares a las SN Ib, la única diferencia es la relación de O/He. Ambos tipos están asociados a regiones con reciente formación estelar.

A.6. Producción de elementos

Una vez presentada la evolución estelar, se puede asociar de forma más o menos general la producción de cada elemento con un determinado intervalo de masas y un determinado momento evolutivo.

- **Helio:** El He no queda en la remanente, de forma que todas las estrellas al final de su vida han perdido todo el He, tanto el inicial como el producido. El mecanismo más eficiente de pérdida de He es por vientos, de manera que las estrellas con vientos más intensos serán las que más enriquezcan el medio en He. Si se estudia en función de la composición, la pérdida es tanto más intensa cuanto mayor es la metalicidad.
- **Carbono:** El Carbono se produce principalmente por dos fenómenos: el primero por los sucesivos terceros dragados que se dan dentro de la fase TP, es decir, por estrellas de masa intermedia, y el segundo por la explosión de SN y la eyección de la envoltura después de haber procesado en núcleo de He. En este caso, las mayores contribuyentes son las estrellas masivas. De todas maneras, junto con el nitrógeno, el carbono es uno de los elementos que tiene su naturaleza de producción, relativa a la masa de la estrella, más desconocida.
- **Nitrógeno:** Es el elemento más desconocido desde el punto de vista de su producción, no solamente por el intervalo de masas estelares que lo generan sino por la naturaleza primaria o secundaria que puede presentar. Ha sido un objetivo de esta tesis echar cierta luz sobre este asunto, por lo que le dedicaremos un capítulo exclusivo más adelante.
- **Oxígeno:** Este es un elemento principal de las estrellas masivas, por eso es uno de los primeros elementos en aparecer durante la evolución de la galaxia. Esta cuestión hay que tenerla muy presente a la hora de analizar abundancias. Tradicionalmente, los diagramas de metalicidad se representan tomando por referencia la abundancia de oxígeno haciendo una analogía entre la aparición de este elemento y el tiempo de evolución de la galaxia. Debido a la corta vida de las estrellas que lo producen, el oxígeno se encuentra en el medio interestelar prácticamente al inicio de la formación estelar. En términos de abundancia, esto quiere decir que la parte de evolución que corresponde a valores bajos de abundancia de oxígeno es muy corta. La contribución a este elemento de las estrellas de masa baja o intermedia es muy pequeña.
- **Hierro:** La producción de hierro se hace principalmente a partir de nucleosíntesis explosiva durante la fase de SN, por eso es evidente que las grandes productoras de Fe son las estrellas que evolucionan como SN. Como hay un umbral de masa por

debajo del cual las estrellas no pueden explotar como supernovas, existe el mismo umbral para la masa de las estrellas productoras de hierro.

Apéndice B

Rendimientos estelares

Masa	H	He	C12	N14	O16	C13	C12P	N14P	O16P	C13P
[Fe/H] = -0.2, Z=0.0126										
0.80	-8.57e-03	8.57e-03	-1.18e-04	1.38e-04	-1.50e-05	1.10e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.00	-1.32e-02	1.32e-02	-2.12e-04	2.48e-04	-2.58e-05	1.87e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.10	-1.49e-02	1.49e-02	-2.61e-04	3.04e-04	-3.11e-05	2.23e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.20	-1.63e-02	1.63e-02	-3.12e-04	3.64e-04	-3.65e-05	2.58e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.20	-1.63e-02	1.63e-02	-3.12e-04	3.64e-04	-3.65e-05	2.58e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.30	-1.74e-02	1.74e-02	-3.64e-04	4.24e-04	-4.18e-05	2.93e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.40	-1.80e-02	1.80e-02	-4.16e-04	4.85e-04	-4.70e-05	3.26e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.40	-1.80e-02	1.80e-02	-4.16e-04	4.85e-04	-4.70e-05	3.26e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.50	-1.83e-02	1.83e-02	-4.70e-04	5.48e-04	-5.21e-05	3.57e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.60	-2.20e-02	2.09e-02	6.07e-04	6.11e-04	-8.18e-05	3.89e-05	1.14e-03	-2.35e-20	5.57e-06	0.00e+00
1.70	-2.82e-02	2.49e-02	2.58e-03	6.72e-04	-1.30e-04	4.17e-05	3.19e-03	0.00e+00	1.59e-05	0.00e+00
1.70	-2.82e-02	2.49e-02	2.58e-03	6.72e-04	-1.30e-04	4.17e-05	3.19e-03	-2.08e-19	1.59e-05	0.00e+00
1.80	-3.54e-02	2.96e-02	5.01e-03	7.31e-04	-1.87e-04	4.43e-05	5.70e-03	-4.92e-19	2.89e-05	0.00e+00
1.90	-4.65e-02	3.68e-02	8.77e-03	7.86e-04	-2.72e-04	4.65e-05	9.55e-03	-7.82e-19	4.93e-05	0.00e+00
2.00	-5.64e-02	4.30e-02	1.22e-02	8.42e-04	-3.51e-04	4.87e-05	1.31e-02	-2.96e-18	6.88e-05	0.00e+00
2.00	-5.64e-02	4.30e-02	1.22e-02	8.42e-04	-3.51e-04	4.87e-05	1.31e-02	-1.13e-18	6.88e-05	0.00e+00
2.50	-1.00e-01	7.16e-02	2.67e-02	1.16e-03	-6.71e-04	5.86e-05	2.80e-02	-2.42e-18	1.61e-04	0.00e+00
3.50	-7.24e-02	4.95e-02	2.04e-02	1.96e-03	-5.25e-04	8.55e-05	2.23e-02	-1.26e-18	2.10e-04	0.00e+00
4.00	-1.30e-02	9.07e-03	-4.23e-03	1.08e-02	-1.96e-03	1.55e-04	1.60e-03	2.50e-03	4.78e-05	9.78e-05
4.50	-9.88e-02	9.29e-02	-4.70e-03	1.59e-02	-4.65e-03	2.08e-04	1.81e-03	4.49e-03	7.76e-05	1.33e-04
5.00	-1.81e-01	1.73e-01	-5.18e-03	2.15e-02	-7.56e-03	2.72e-04	2.00e-03	6.87e-03	1.15e-04	1.69e-04
6.00	-3.44e-01	3.29e-01	-6.20e-03	3.45e-02	-1.26e-02	4.22e-04	2.34e-03	1.40e-02	2.32e-04	2.73e-04
8.00	-6.41e-01	6.18e-01	-8.53e-03	5.17e-02	-1.95e-02	6.38e-04	2.78e-03	2.22e-02	4.33e-04	4.02e-04

Masa	H	He	C12	N14	O16	C13	C12P	N14P	O16P	C13P
[Fe/H] = -0.1, Z=0.0159										
1.00	-1.30e-02	1.30e-02	-2.71e-04	3.16e-04	-3.30e-05	2.38e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.10	-1.47e-02	1.47e-02	-3.33e-04	3.88e-04	-3.97e-05	2.84e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.20	-1.60e-02	1.60e-02	-3.97e-04	4.63e-04	-4.65e-05	3.29e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.30	-1.71e-02	1.71e-02	-4.63e-04	5.40e-04	-5.32e-05	3.73e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.40	-1.77e-02	1.77e-02	-5.29e-04	6.17e-04	-5.97e-05	4.14e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.50	-1.79e-02	1.79e-02	-5.97e-04	6.96e-04	-6.62e-05	4.54e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.60	-1.92e-02	1.88e-02	-2.98e-04	7.80e-04	-8.36e-05	4.95e-05	3.75e-04	2.19e-22	1.80e-06	0.00e+00
1.70	-2.38e-02	2.18e-02	1.23e-03	8.57e-04	-1.35e-04	5.30e-05	1.99e-03	0.00e+00	9.80e-06	0.00e+00
1.80	-3.03e-02	2.59e-02	3.44e-03	9.33e-04	-2.05e-04	5.64e-05	4.30e-03	0.00e+00	2.17e-05	0.00e+00
1.90	-3.91e-02	3.15e-02	6.50e-03	1.01e-03	-2.99e-04	5.93e-05	7.46e-03	1.93e-22	3.83e-05	0.00e+00
2.10	-6.25e-02	4.65e-02	1.45e-02	1.14e-03	-5.35e-04	6.43e-05	1.57e-02	1.85e-18	8.32e-05	0.00e+00
2.20	-7.43e-02	5.41e-02	1.84e-02	1.21e-03	-6.52e-04	6.65e-05	1.98e-02	-1.42e-18	1.07e-04	0.00e+00
2.30	-8.16e-02	5.89e-02	2.08e-02	1.29e-03	-7.24e-04	6.92e-05	2.22e-02	6.29e-19	1.22e-04	0.00e+00
2.40	-9.02e-02	6.45e-02	2.36e-02	1.38e-03	-8.06e-04	7.16e-05	2.51e-02	-4.32e-18	1.41e-04	0.00e+00
2.50	-9.02e-02	6.44e-02	2.37e-02	1.48e-03	-8.17e-04	7.49e-05	2.53e-02	2.21e-18	1.43e-04	0.00e+00
2.60	-9.67e-02	6.85e-02	2.59e-02	1.57e-03	-8.83e-04	7.74e-05	2.76e-02	2.72e-18	1.59e-04	0.00e+00
3.30	-1.13e-01	7.70e-02	3.30e-02	2.24e-03	-1.11e-03	9.84e-05	3.54e-02	-1.10e-17	2.34e-04	0.00e+00
3.50	-8.64e-02	5.85e-02	2.47e-02	2.47e-03	-8.67e-04	1.08e-04	2.72e-02	-3.79e-18	2.18e-04	0.00e+00
3.90	-3.45e-02	2.31e-02	-4.20e-03	1.76e-02	-8.22e-04	4.70e-04	2.92e-03	9.34e-03	1.11e-04	1.84e-04
4.10	-1.61e-02	1.08e-02	-5.67e-03	1.38e-02	-1.78e-03	2.05e-04	1.96e-03	3.69e-03	6.02e-05	9.68e-05
4.50	-7.09e-02	6.58e-02	-6.37e-03	1.62e-02	-3.90e-03	2.07e-04	1.95e-03	3.36e-03	6.39e-05	1.19e-04
5.00	-1.54e-01	1.47e-01	-7.01e-03	2.17e-02	-6.96e-03	2.68e-04	2.16e-03	5.33e-03	9.57e-05	1.51e-04
7.00	-4.65e-01	4.50e-01	-9.90e-03	4.34e-02	-1.72e-02	5.20e-04	2.68e-03	1.44e-02	2.71e-04	2.83e-04
8.00	-6.00e-01	5.86e-01	-1.17e-02	4.61e-02	-1.95e-02	5.50e-04	2.62e-03	1.31e-02	2.85e-04	2.69e-04

Masa	H	He	C12	N14	O16	C13	C12P	N14P	O16P	C13P
[Fe/H] = 0.0, Z=0.02										
1.00	-1.28e-02	1.28e-02	-3.46e-04	4.04e-04	-4.21e-05	3.05e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.10	-1.44e-02	1.44e-02	-4.25e-04	4.96e-04	-5.07e-05	3.63e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.20	-1.57e-02	1.57e-02	-5.06e-04	5.90e-04	-5.92e-05	4.19e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.30	-1.66e-02	1.66e-02	-5.89e-04	6.87e-04	-6.78e-05	4.75e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.40	-1.72e-02	1.72e-02	-6.73e-04	7.85e-04	-7.60e-05	5.27e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.50	-1.74e-02	1.74e-02	-7.59e-04	8.85e-04	-8.42e-05	5.77e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.60	-1.74e-02	1.74e-02	-8.51e-04	9.92e-04	-9.28e-05	6.29e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.62	-1.74e-02	1.74e-02	-8.69e-04	1.01e-03	-9.44e-05	6.39e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.64	-1.74e-02	1.73e-02	-8.56e-04	1.03e-03	-9.70e-05	6.47e-05	2.93e-05	0.00e+00	1.41e-07	0.00e+00
1.66	-1.81e-02	1.78e-02	-6.19e-04	1.05e-03	-1.08e-04	6.58e-05	2.90e-04	-8.79e-24	1.39e-06	0.00e+00
1.68	-1.83e-02	1.79e-02	-5.65e-04	1.08e-03	-1.13e-04	6.68e-05	3.64e-04	0.00e+00	1.75e-06	0.00e+00
1.70	-1.93e-02	1.85e-02	-2.14e-04	1.09e-03	-1.28e-04	6.75e-05	7.36e-04	2.93e-22	3.58e-06	0.00e+00
1.80	-2.42e-02	2.16e-02	1.52e-03	1.19e-03	-2.03e-04	7.18e-05	2.59e-03	0.00e+00	1.29e-05	0.00e+00
1.90	-3.16e-02	2.61e-02	4.13e-03	1.29e-03	-3.10e-04	7.58e-05	5.33e-03	0.00e+00	2.71e-05	0.00e+00
2.00	-4.21e-02	3.26e-02	7.87e-03	1.38e-03	-4.58e-04	7.92e-05	9.21e-03	0.00e+00	4.77e-05	0.00e+00
2.10	-5.54e-02	4.12e-02	1.23e-02	1.46e-03	-6.29e-04	8.20e-05	1.38e-02	1.80e-21	7.25e-05	0.00e+00
2.20	-6.85e-02	4.97e-02	1.67e-02	1.54e-03	-7.98e-04	8.45e-05	1.83e-02	-8.11e-19	9.84e-05	0.00e+00
2.30	-7.16e-02	5.17e-02	1.77e-02	1.66e-03	-8.46e-04	8.87e-05	1.95e-02	4.27e-18	1.05e-04	0.00e+00
2.40	-8.07e-02	5.75e-02	2.07e-02	1.77e-03	-9.64e-04	9.17e-05	2.26e-02	3.70e-18	1.25e-04	0.00e+00
2.50	-8.61e-02	6.09e-02	2.25e-02	1.88e-03	-1.04e-03	9.49e-05	2.46e-02	9.03e-19	1.38e-04	0.00e+00
2.60	-9.18e-02	6.45e-02	2.45e-02	2.00e-03	-1.12e-03	9.80e-05	2.67e-02	4.40e-18	1.52e-04	0.00e+00
2.80	-9.68e-02	6.71e-02	2.64e-02	2.26e-03	-1.21e-03	1.05e-04	2.89e-02	-7.00e-18	1.70e-04	0.00e+00
2.90	-1.00e-01	6.91e-02	2.78e-02	2.39e-03	-1.27e-03	1.08e-04	3.03e-02	-1.44e-20	1.82e-04	0.00e+00
3.10	-1.04e-01	7.07e-02	2.96e-02	2.64e-03	-1.35e-03	1.16e-04	3.24e-02	-6.27e-19	2.00e-04	0.00e+00
3.30	-1.12e-01	7.53e-02	3.28e-02	2.83e-03	-1.48e-03	1.24e-04	3.58e-02	7.72e-18	2.30e-04	0.00e+00
3.40	-1.18e-01	7.91e-02	3.47e-02	2.93e-03	-1.55e-03	1.28e-04	3.79e-02	-1.23e-18	2.48e-04	0.00e+00
3.50	-1.21e-01	8.06e-02	3.56e-02	3.04e-03	-1.59e-03	1.33e-04	3.89e-02	6.98e-18	2.56e-04	0.00e+00
3.60	-1.11e-01	7.40e-02	3.25e-02	3.17e-03	-1.48e-03	1.39e-04	3.59e-02	2.82e-18	2.54e-04	0.00e+00
3.70	-9.65e-02	6.42e-02	2.80e-02	3.32e-03	-1.31e-03	1.45e-04	3.14e-02	4.09e-18	2.43e-04	0.00e+00
3.80	-8.88e-02	5.90e-02	2.56e-02	3.45e-03	-1.22e-03	1.50e-04	2.90e-02	5.78e-10	2.46e-04	2.49e-08
3.90	-8.39e-02	5.56e-02	2.39e-02	3.56e-03	-1.16e-03	1.61e-04	2.74e-02	1.22e-07	2.53e-04	4.58e-06
4.00	-7.62e-02	5.05e-02	2.12e-02	3.69e-03	-1.07e-03	2.91e-04	2.48e-02	4.05e-06	2.45e-04	1.04e-04
4.02	-7.04e-02	4.67e-02	1.80e-02	3.96e-03	-1.02e-03	1.52e-03	2.19e-02	1.62e-04	2.24e-04	1.05e-03
4.04	-6.45e-02	4.28e-02	1.22e-02	6.14e-03	-9.70e-04	3.73e-03	1.71e-02	1.78e-03	2.04e-04	2.65e-03
4.06	-5.93e-02	3.93e-02	6.74e-03	1.02e-02	-9.37e-04	4.06e-03	1.28e-02	4.69e-03	1.87e-04	2.73e-03
4.08	-5.42e-02	3.60e-02	1.34e-03	1.57e-02	-9.20e-04	3.09e-03	8.78e-03	8.43e-03	1.71e-04	1.87e-03
4.10	-5.04e-02	3.34e-02	-1.54e-03	1.86e-02	-9.15e-04	2.21e-03	6.68e-03	1.01e-02	1.59e-04	1.21e-03
4.20	-3.75e-02	2.49e-02	-6.88e-03	2.24e-02	-1.31e-03	4.47e-04	3.01e-03	1.07e-02	1.23e-04	1.50e-04
4.30	-2.70e-02	1.79e-02	-7.67e-03	2.02e-02	-2.00e-03	3.17e-04	2.58e-03	7.18e-03	9.39e-05	1.15e-04
4.40	-1.58e-02	1.04e-02	-8.32e-03	1.70e-02	-2.11e-03	2.29e-04	2.16e-03	3.43e-03	6.03e-05	8.46e-05
4.50	-2.97e-02	2.45e-02	-8.52e-03	1.76e-02	-2.64e-03	2.27e-04	2.19e-03	3.22e-03	6.03e-05	9.18e-05
4.60	-4.64e-02	4.11e-02	-8.74e-03	1.86e-02	-3.40e-03	2.36e-04	2.19e-03	3.36e-03	6.30e-05	1.10e-04
4.70	-6.36e-02	5.79e-02	-8.90e-03	1.98e-02	-4.05e-03	2.48e-04	2.25e-03	3.68e-03	6.84e-05	1.23e-04
4.80	-8.06e-02	7.45e-02	-9.08e-03	2.08e-02	-4.61e-03	2.57e-04	2.27e-03	4.04e-03	7.39e-05	1.30e-04
4.90	-9.75e-02	9.11e-02	-9.20e-03	2.20e-02	-5.29e-03	2.71e-04	2.37e-03	4.38e-03	8.02e-05	1.41e-04
5.00	-1.14e-01	1.07e-01	-9.42e-03	2.31e-02	-5.83e-03	2.80e-04	2.37e-03	4.78e-03	8.59e-05	1.46e-04
6.00	-2.75e-01	2.64e-01	-1.12e-02	3.52e-02	-1.26e-02	4.14e-04	2.73e-03	8.68e-03	1.57e-04	2.08e-04
7.00	-4.18e-01	4.07e-01	-1.32e-02	4.16e-02	-1.68e-02	4.83e-04	2.78e-03	8.98e-03	1.88e-04	2.02e-04
8.00	-5.49e-01	5.41e-01	-1.56e-02	4.21e-02	-1.85e-02	4.75e-04	2.44e-03	5.61e-03	1.53e-04	1.36e-04

Masa	H	He	C12	N14	O16	C13	C12P	N14P	O16P	C13P
[Fe/H] = 0.1, Z=0.025										
1.00	-1.24e-02	1.24e-02	-4.41e-04	5.15e-04	-5.37e-05	3.88e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.10	-1.41e-02	1.41e-02	-5.46e-04	6.38e-04	-6.52e-05	4.67e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.20	-1.52e-02	1.52e-02	-6.49e-04	7.57e-04	-7.60e-05	5.38e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.30	-1.62e-02	1.62e-02	-7.56e-04	8.82e-04	-8.70e-05	6.09e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.40	-1.67e-02	1.67e-02	-8.63e-04	1.01e-03	-9.75e-05	6.76e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.50	-1.68e-02	1.68e-02	-9.72e-04	1.13e-03	-1.08e-04	7.39e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.60	-1.68e-02	1.68e-02	-1.09e-03	1.27e-03	-1.19e-04	8.05e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.70	-1.63e-02	1.63e-02	-1.20e-03	1.40e-03	-1.29e-04	8.65e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.80	-1.65e-02	1.62e-02	-1.02e-03	1.54e-03	-1.54e-04	9.25e-05	3.12e-04	0.00e+00	1.50e-06	0.00e+00
1.90	-2.00e-02	1.81e-02	3.42e-04	1.68e-03	-2.36e-04	9.79e-05	1.82e-03	5.77e-20	9.00e-06	0.00e+00
2.00	-2.51e-02	2.10e-02	2.37e-03	1.80e-03	-3.48e-04	1.03e-04	4.00e-03	-5.36e-23	2.03e-05	0.00e+00
2.20	-5.49e-02	4.01e-02	1.23e-02	2.00e-03	-8.48e-04	1.09e-04	1.44e-02	-8.66e-19	7.59e-05	0.00e+00
2.40	-7.60e-02	5.36e-02	1.93e-02	2.24e-03	-1.21e-03	1.16e-04	2.17e-02	3.70e-19	1.19e-04	0.00e+00
2.60	-8.39e-02	5.83e-02	2.21e-02	2.55e-03	-1.37e-03	1.25e-04	2.48e-02	-2.37e-18	1.39e-04	0.00e+00
2.80	-9.29e-02	6.35e-02	2.54e-02	2.86e-03	-1.55e-03	1.33e-04	2.84e-02	4.75e-18	1.65e-04	0.00e+00
3.00	-9.72e-02	6.56e-02	2.72e-02	3.21e-03	-1.67e-03	1.41e-04	3.06e-02	-8.64e-18	1.84e-04	0.00e+00
3.20	-1.04e-01	6.91e-02	3.01e-02	3.46e-03	-1.83e-03	1.52e-04	3.38e-02	1.33e-17	2.11e-04	0.00e+00
3.40	-1.11e-01	7.34e-02	3.26e-02	3.72e-03	-1.97e-03	1.63e-04	3.66e-02	1.61e-18	2.34e-04	0.00e+00
3.60	-1.21e-01	7.94e-02	3.57e-02	3.97e-03	-2.14e-03	1.74e-04	4.00e-02	1.25e-17	2.61e-04	0.00e+00
3.80	-1.37e-01	8.99e-02	4.10e-02	4.18e-03	-2.40e-03	1.84e-04	4.56e-02	-9.82e-18	3.09e-04	0.00e+00
3.90	-1.47e-01	9.64e-02	4.42e-02	4.29e-03	-2.55e-03	1.88e-04	4.89e-02	-9.29e-18	3.37e-04	0.00e+00
4.00	-1.40e-01	9.18e-02	4.18e-02	4.47e-03	-2.45e-03	1.97e-04	4.66e-02	1.84e-08	3.32e-04	9.34e-07
4.02	-1.38e-01	9.07e-02	4.12e-02	4.50e-03	-2.42e-03	2.00e-04	4.61e-02	4.43e-08	3.34e-04	2.20e-06
4.04	-1.33e-01	8.71e-02	3.94e-02	4.56e-03	-2.34e-03	2.14e-04	4.42e-02	2.68e-07	3.23e-04	1.23e-05
4.06	-1.32e-01	8.65e-02	3.90e-02	4.58e-03	-2.32e-03	2.16e-04	4.39e-02	2.81e-07	3.27e-04	1.27e-05
4.08	-1.29e-01	8.45e-02	3.80e-02	4.63e-03	-2.28e-03	2.37e-04	4.29e-02	6.93e-07	3.24e-04	2.93e-05
4.10	-1.24e-01	8.12e-02	3.63e-02	4.68e-03	-2.20e-03	3.24e-04	4.12e-02	2.85e-06	3.14e-04	9.98e-05
4.20	-1.17e-01	7.66e-02	3.35e-02	4.86e-03	-2.09e-03	6.96e-04	3.86e-02	1.92e-05	3.22e-04	4.00e-04
4.30	-1.15e-01	7.52e-02	3.28e-02	4.97e-03	-2.03e-03	6.32e-04	3.80e-02	1.55e-05	3.48e-04	3.41e-04
4.50	-8.59e-02	5.62e-02	4.67e-03	2.18e-02	-1.69e-03	5.36e-03	1.48e-02	1.24e-02	2.84e-04	3.56e-03
4.60	-5.85e-02	3.83e-02	-1.02e-02	3.45e-02	-2.12e-03	5.93e-04	3.75e-03	1.82e-02	1.91e-04	2.20e-04
4.70	-4.25e-02	2.78e-02	-1.11e-02	3.09e-02	-3.19e-03	4.43e-04	3.30e-03	1.26e-02	1.45e-04	1.39e-04
4.80	-2.80e-02	1.83e-02	-1.19e-02	2.68e-02	-3.52e-03	3.42e-04	2.86e-03	7.47e-03	1.03e-04	1.12e-04
4.90	-3.80e-02	2.93e-02	-1.22e-02	2.66e-02	-4.05e-03	3.27e-04	2.81e-03	6.38e-03	9.55e-05	1.11e-04
5.00	-5.45e-02	4.57e-02	-1.25e-02	2.77e-02	-4.79e-03	3.35e-04	2.85e-03	6.52e-03	9.94e-05	1.25e-04
6.00	-2.13e-01	2.02e-01	-1.48e-02	3.87e-02	-1.19e-02	4.48e-04	3.21e-03	8.34e-03	1.47e-04	2.19e-04
7.00	-3.50e-01	3.42e-01	-1.76e-02	4.22e-02	-1.59e-02	4.71e-04	2.95e-03	5.28e-03	1.29e-04	1.45e-04
8.00	-4.79e-01	4.75e-01	-2.05e-02	4.22e-02	-1.69e-02	4.38e-04	2.04e-03	1.79e-03	7.58e-05	6.29e-05

Masa	H	He	C12	N14	O16	C13	C12P	N14P	O16P	C13P
[Fe/H] = 0.2, Z=0.0317										
1.00	-1.19e-02	1.19e-02	-5.65e-04	6.60e-04	-6.88e-05	4.97e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.20	-1.45e-02	1.45e-02	-8.29e-04	9.67e-04	-9.71e-05	6.87e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.40	-1.58e-02	1.58e-02	-1.10e-03	1.28e-03	-1.24e-04	8.61e-05	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.60	-1.57e-02	1.57e-02	-1.38e-03	1.61e-03	-1.51e-04	1.02e-04	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
1.80	-1.44e-02	1.44e-02	-1.68e-03	1.96e-03	-1.77e-04	1.17e-04	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00	0.00e+00
2.00	-1.90e-02	1.65e-02	3.85e-04	2.30e-03	-3.50e-04	1.31e-04	2.43e-03	-7.81e-22	1.21e-05	0.00e+00
2.20	-5.18e-02	3.73e-02	1.14e-02	2.53e-03	-1.07e-03	1.38e-04	1.40e-02	1.38e-18	7.33e-05	0.00e+00
2.40	-6.45e-02	4.51e-02	1.57e-02	2.88e-03	-1.37e-03	1.49e-04	1.87e-02	-6.05e-19	1.00e-04	0.00e+00
3.00	-9.48e-02	6.25e-02	2.67e-02	4.04e-03	-2.17e-03	1.77e-04	3.10e-02	3.45e-18	1.84e-04	0.00e+00
3.10	-9.51e-02	6.23e-02	2.71e-02	4.23e-03	-2.22e-03	1.85e-04	3.16e-02	-4.40e-18	1.89e-04	0.00e+00
3.20	-9.87e-02	6.41e-02	2.86e-02	4.38e-03	-2.33e-03	1.92e-04	3.33e-02	7.47e-18	2.04e-04	0.00e+00
3.30	-1.03e-01	6.68e-02	3.04e-02	4.53e-03	-2.45e-03	1.98e-04	3.52e-02	1.68e-18	2.19e-04	0.00e+00
3.40	-1.06e-01	6.87e-02	3.12e-02	4.70e-03	-2.52e-03	2.06e-04	3.62e-02	-1.33e-17	2.27e-04	0.00e+00
3.50	-1.13e-01	7.31e-02	3.34e-02	4.84e-03	-2.67e-03	2.12e-04	3.86e-02	-4.98e-18	2.46e-04	0.00e+00
3.60	-1.21e-01	7.80e-02	3.59e-02	4.98e-03	-2.83e-03	2.18e-04	4.12e-02	1.55e-17	2.68e-04	0.00e+00
3.70	-1.25e-01	8.06e-02	3.71e-02	5.15e-03	-2.93e-03	2.26e-04	4.27e-02	1.80e-17	2.79e-04	0.00e+00
3.80	-1.34e-01	8.66e-02	4.01e-02	5.28e-03	-3.13e-03	2.32e-04	4.59e-02	-3.69e-18	3.06e-04	0.00e+00
3.90	-1.44e-01	9.30e-02	4.33e-02	5.40e-03	-3.33e-03	2.37e-04	4.93e-02	2.22e-17	3.34e-04	0.00e+00
4.00	-1.51e-01	9.74e-02	4.55e-02	5.55e-03	-3.48e-03	2.45e-04	5.17e-02	1.21e-08	3.53e-04	5.55e-07
4.10	-1.63e-01	1.05e-01	4.93e-02	5.66e-03	-3.72e-03	2.58e-04	5.57e-02	1.62e-07	3.87e-04	7.61e-06
4.20	-1.76e-01	1.14e-01	5.36e-02	5.77e-03	-3.99e-03	3.04e-04	6.02e-02	9.27e-07	4.27e-04	4.33e-05
4.30	-1.87e-01	1.20e-01	5.66e-02	5.91e-03	-4.21e-03	6.67e-04	6.35e-02	1.09e-05	4.55e-04	3.52e-04
4.40	-2.02e-01	1.30e-01	6.10e-02	6.05e-03	-4.52e-03	1.49e-03	6.82e-02	5.61e-05	5.03e-04	1.07e-03
4.50	-2.15e-01	1.39e-01	6.14e-02	6.86e-03	-4.79e-03	4.94e-03	6.93e-02	6.62e-04	5.38e-04	4.10e-03
4.60	-2.34e-01	1.51e-01	6.31e-02	8.55e-03	-5.17e-03	8.43e-03	7.16e-02	2.11e-03	5.95e-04	7.21e-03
4.70	-2.34e-01	1.50e-01	5.36e-02	1.46e-02	-5.17e-03	1.29e-02	6.35e-02	7.27e-03	6.08e-04	1.10e-02
4.80	-2.02e-01	1.30e-01	1.98e-02	4.34e-02	-4.61e-03	1.13e-02	3.39e-02	3.13e-02	5.43e-04	8.97e-03
4.90	-2.02e-01	1.30e-01	3.08e-02	2.85e-02	-4.52e-03	1.33e-02	4.33e-02	1.85e-02	6.04e-04	1.08e-02
5.00	-1.95e-01	1.25e-01	2.72e-02	3.05e-02	-4.35e-03	1.28e-02	4.01e-02	1.99e-02	6.33e-04	1.03e-02
6.00	-1.28e-01	1.10e-01	-1.95e-02	5.16e-02	-1.20e-02	6.00e-04	4.12e-03	1.55e-02	2.12e-04	2.86e-04
7.00	-2.46e-01	2.38e-01	-2.33e-02	4.77e-02	-1.52e-02	5.12e-04	3.43e-03	4.44e-03	1.14e-04	1.44e-04
8.00	-3.66e-01	3.63e-01	-2.67e-02	4.69e-02	-1.58e-02	4.55e-04	1.67e-03	7.86e-04	4.81e-05	4.19e-05

Apéndice C

Bibliografía

Bibliografía

- Akerman, C. J., Carigi, L., Nissen, P. E., Pettini, M., & Asplund, M. 2004, *A&A*, 414, 931
- Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M., & Vigroux, L. 1979, *A&A*, 78, 200
- Aloisi, A., Clementini, G., Tosi, M., et al. 2007, *ApJ*, 667, L151
- Alton, P. B., Trewhella, M., Davies, J. I., et al. 1998, *A&A*, 335, 807
- Amorín, R. O. 2008, Ph.D. Thesis
- Angeretti, L., Tosi, M., Greggio, L., et al. 2005, *AJ*, 129, 2203
- Aparicio, A., Tikhonov, N., & Karachentsev, I. 2000, *AJ*, 119, 177
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *ASP Conf. Ser. 336: Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, 25–+
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, J., et al. 2004, *ApJ*, 600, 681
- Baldwin, J. A., Spinrad, H., & Terlevich, R. 1982, *MNRAS*, 198, 535
- Barbuy, B. 1988, *A&A*, 191, 121
- Barbuy, B. & Erdelyi-Mendes, M. 1989, *A&A*, 214, 239
- Barry, D. C. 1988, *ApJ*, 334, 436
- Beck, S. C., Turner, J. L., & Kovo, O. 2000, *AJ*, 120, 244
- Bertelli, G., Mateo, M., Chiosi, C., & Bressan, A. 1992, *ApJ*, 388, 400
- Blais-Ouellette, S., Amram, P., & Carignan, C. 2001, *AJ*, 121, 1952
- Boesgaard, A. M., King, J. R., Deliyannis, C. P., & Vogt, S. S. 1999, *AJ*, 117, 492
- Boissier, S. & Prantzos, N. 1999, *MNRAS*, 307, 857

- Boissier, S. & Prantzos, N. 2000, MNRAS, 312, 398
- Bomans, D. J., van Eymeren, J., Dettmar, R.-J., Weis, K., & Hopp, U. 2007, New Astronomy Review, 51, 141
- Boselli, A., Gavazzi, G., Lequeux, J., & Pierini, D. 2002, A&A, 385, 454
- Bradamante, F., Matteucci, F., & D'Ercole, A. 1998, A&A, 337, 338
- Branch, D. & Nomoto, K. 1986, A&A, 164, L13
- Bressan, A., Granato, G. L., & Silva, L. 1998, A&A, 332, 135
- Brodie, J. P. & Huchra, J. P. 1991, ApJ, 379, 157
- Bronfman, L., Cohen, R. S., Alvarez, H., May, J., & Thaddeus, P. 1988, ApJ, 324, 248
- Buell, J. F. 1997, Ph.D. Thesis
- Butcher, H. 1977, ApJ, 216, 372
- Cairós, L. M., Caon, N., Papaderos, P., et al. 2003, ApJ, 593, 312
- Cairós, L. M., Caon, N., Vílchez, J. M., González-Pérez, J.Ñ., & Muñoz-Tuñón, C. 2001, ApJS, 136, 393
- Cappellaro, E. 2004, Memorie della Societa Astronomica Italiana, 75, 206
- Cappellaro, E., Evans, R., & Turatto, M. 1999, A&A, 351, 459
- Carbon, D. F., Barbuy, B., Kraft, R. P., Friel, E. D., & Suntzeff, N. B. 1987, PASP, 99, 335
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245
- Carigi, L. 2000, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica, 36, 171
- Carigi, L., Colin, P., Peimbert, M., & Sarmiento, A. 1995, ApJ, 445, 98
- Carraro, G., Ng, Y. K., & Portinari, L. 1998, MNRAS, 296, 1045
- Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A., et al. 2008a, AJ, 136, 1039
- Carrera, R., Gallart, C., Hardy, E., Aparicio, A., & Zinn, R. 2008b, AJ, 135, 836
- Carretta, E., Gratton, R. G., & Sneden, C. 2000, A&A, 356, 238
- Cavallo, R. M., Pilachowski, C. A., & Rebolo, R. 1997, PASP, 109, 226
- Cayatte, V., Kotanyi, C., Balkowski, C., & van Gorkom, J. H. 1994, AJ, 107, 1003
- Centurión, M., Molaro, P., Vladilo, G., et al. 2003, A&A, 403, 55
- Chabrier, G. 2003, PASP, 115, 763
- Chang, R., Hou, J., & Fu, C. 2000, Chinese Astronomy and Astrophysics, 24, 444
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., & Benoni, T. 2000, A&AS, 141, 491
- Chiappini, C., Matteucci, F., & Gratton, R. 1997, ApJ, 477, 765

- Chiappini, C., Romano, D., & Matteucci, F. 2003, MNRAS, 339, 63
- Cioni, M.-R. L., Girardi, L., Marigo, P., & Habing, H. J. 2006a, A&A, 452, 195
- Cioni, M.-R. L., Girardi, L., Marigo, P., & Habing, H. J. 2006b, A&A, 456, 967
- Clegg, R. E. S., Tomkin, J., & Lambert, D. L. 1981, ApJ, 250, 262
- Cole, A. A., Tolstoy, E., Gallagher, III, J. S., et al. 1999, AJ, 118, 1657
- Daffon, S. & Cunha, K. 2004, ApJ, 617, 1115
- Davidson, K. & Kinman, T. D. 1982, PASP, 94, 634
- de Blok, W. J. G. & Bosma, A. 2002, A&A, 385, 816
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Jr., H. G., et al. 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (Volume 1-3, XII, 2069 pp. 7 figs.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York)
- Dekel, A. & Silk, J. 1986, ApJ, 303, 39
- Depagne, E., Hill, V., Spite, M., et al. 2002, A&A, 390, 187
- Dodorico, S. & Dopita, M. 1983, in IAU Symposium, Vol. 101, Supernova Remnants and their X-ray Emission, ed. J. Danziger & P. Gorenstein, 517–524
- Dolphin, A. E., Saha, A., Skillman, E. D., et al. 2001, ApJ, 550, 554
- Dray, L. M., Tout, C. A., Karakas, A. I., & Lattanzio, J. C. 2003, MNRAS, 338, 973
- Drissen, L. & Roy, J.-R. 1994, PASP, 106, 974
- Ecuvillon, A., Israelian, G., Santos, N. C., et al. 2004, A&A, 418, 703
- Edmunds, M. G. & Pagel, B. E. J. 1978, MNRAS, 185, 77P
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, A&A, 275, 101
- Esteban, C., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., & García-Rojas, J. 1999, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 35, 65
- Fanelli, M.Ñ., Waller, W. W., Smith, D. A., et al. 1997, ApJ, 481, 735
- Ferrara, A. & Tolstoy, E. 2000, MNRAS, 313, 291
- Ferrini, F., Matteucci, F., Pardi, C., & Penco, U. 1992, ApJ, 387, 138
- Ferrini, F., Molla, M., Pardi, M. C., & Diaz, A. I. 1994, ApJ, 427, 745
- Ferrini, F., Penco, U., & Palla, F. 1990, A&A, 231, 391
- Ferrini, F. & Poggianti, B. M. 1993, ApJ, 410, 44
- Friel, E. D. & Boesgaard, A. M. 1990, ApJ, 351, 480
- Gallagher, III, J. S. 1972, AJ, 77, 568
- Gallart, C., Aparicio, A., & Vilchez, J. M. 1996, AJ, 112, 1928
- Galli, D., Palla, F., Ferrini, F., & Penco, U. 1995, ApJ, 443, 536

- Galli, D., Palla, F., Prada Moroni, P. G., Zavatarelli, S., & Ferrini, F. 2001, in *Cosmic evolution*, ed. E. Vangioni-Flam, R. Ferlet, & M. Lemoine, 81–+
- García-Lorenzo, B., Cairós, L. M., Caon, N., Monreal-Ibero, A., & Kehrig, C. 2008, *ApJ*, 677, 201
- Garcia-Vargas, M. L., Molla, M., & Bressan, A. 1998, *A&AS*, 130, 513
- Garnett, D. R. 1990, *ApJ*, 363, 142
- Garnett, D. R. 2002, *ApJ*, 581, 1019
- Garnett, D. R., Shields, G. A., Peimbert, M., et al. 1999, *ApJ*, 513, 168
- Garnett, D. R., Skillman, E. D., Dufour, R. J., et al. 1995, *ApJ*, 443, 64
- Garrido, O., Marcelin, M., & Amram, P. 2004, *MNRAS*, 349, 225
- Garwood, R. W. & Dickey, J. M. 1989, *ApJ*, 338, 841
- Gavilán, M., Buell, J. F., & Mollá, M. 2005, *A&A*, 432, 861
- Gavilán, M., Mollá, M., & Buell, J. F. 2006, *A&A*, 450, 509
- Geisler, D. 1987, *AJ*, 94, 84
- Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., et al. 1997, *AJ*, 114, 1920
- Gil de Paz, A., Madore, B. F., & Pevunova, O. 2003, *ApJS*, 147, 29
- Gonzalez Delgado, R. M., Leitherer, C., Heckman, T., & Cerviño, M. 1997, *ApJ*, 483, 705
- Gonzalez-Delgado, R. M., Perez, E., Tenorio-Tagle, G., et al. 1994, *ApJ*, 437, 239
- Grabelsky, D. A., Cohen, R. S., Bronfman, L., Thaddeus, P., & May, J. 1987, *ApJ*, 315, 122
- Gratton, R. G., Sneden, C., Carretta, E., & Bragaglia, A. 2000, *A&A*, 354, 169
- Grebel, E. K. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 239, *Microlensing 2000: A New Era of Microlensing Astrophysics*, ed. J. W. Menzies & P. D. Sackett, 280–+
- Greggio, L., Tosi, M., Clampin, M., et al. 1998, *ApJ*, 504, 725
- Grocholski, A. J., Aloisi, A., van der Marel, R. P., et al. 2008, *ApJ*, 686, L79
- Gummersbach, C. A., Kaufer, A., Schaefer, D. R., Szeifert, T., & Wolf, B. 1998, *A&A*, 338, 881
- Gustafsson, B., Karlsson, T., Olsson, E., Edvardsson, B., & Ryde, N. 1999, *A&A*, 342, 426
- Heckman, T. M., Dahlem, M., Lehnert, M. D., et al. 1995, *ApJ*, 448, 98
- Henry, R. B. C., Edmunds, M. G., & Köppen, J. 2000, *ApJ*, 541, 660
- Henry, R. B. C., Kwitter, K. B., & Buell, J. 1998, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, ed. R. J. Dufour & S. Torres-Peimbert, 30–+
- Hillier, D. J. & Miller, D. L. 1998, *ApJ*, 496, 407
- Ho, L. C., Filippenko, A. V., & Sargent, W. L. 1995, *ApJS*, 98, 477
- Hodge, P. W. 1974, *PASP*, 86, 645

- Hoessel, J. G., Saha, A., & Danielson, G. E. 1998, *AJ*, 116, 1679
- Hoffman, G. L., Salpeter, E. E., Farhat, B., et al. 1996, *ApJS*, 105, 269
- Holweger, H. 2001, in *AIP Conf. Proc.* 598: Joint SOHO/ACE workshop "Solar and Galactic Composition", 23–+
- Huchtmeier, W. K., Krishna, G., & Petrosian, A. 2005, *A&A*, 434, 887
- Huchtmeier, W. K., Petrosian, A., Gopal-Krishna, & Kunth, D. 2007, *A&A*, 462, 919
- Huchtmeier, W. K. & Richter, O. G. 1986, *A&AS*, 63, 323
- Hunter, D. A. & Elmegreen, B. G. 2004, *AJ*, 128, 2170
- Hunter, D. A., Hawley, W.Ñ., & Gallagher, III, J. S. 1993, *AJ*, 106, 1797
- Hunter, D. A., Kaufman, M., Hollenbach, D. J., et al. 2001, *ApJ*, 553, 121
- Israel, F. P. 1988, *A&A*, 194, 24
- Israel, F. P., Bontekoe, T. R., & Kester, D. J. M. 1996, *A&A*, 308, 723
- Israelian, G., Ecuivillon, A., Rebolo, R., et al. 2004, *A&A*, 421, 649
- Israelian, G., García López, R. J., & Rebolo, R. 1998, *ApJ*, 507, 805
- Israelian, G., Rebolo, R., García López, R. J., et al. 2001, *ApJ*, 551, 833
- Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., et al. 1999, *ApJS*, 125, 439
- Izotov, Y. I., Stasińska, G., Meynet, G., Guseva, N. G., & Thuan, T. X. 2006, *A&A*, 448, 955
- Izotov, Y. I. & Thuan, T. X. 1999, *ApJ*, 511, 639
- Izotov, Y. I. & Thuan, T. X. 2004a, *ApJ*, 616, 768
- Izotov, Y. I. & Thuan, T. X. 2004b, *ApJ*, 602, 200
- Izotov, Y. I., Thuan, T. X., & Guseva, N. G. 2005, *ApJ*
- Javiel, S. C., Santiago, B. X., & Kerber, L. O. 2005, *A&A*, 431, 73
- Jørgensen, B. R. 2000, *A&A*, 363, 947
- Kampakoglou, M., Trotta, R., & Silk, J. 2008, *MNRAS*, 384, 1414
- Karachentsev, I. D., Karachentseva, V. E., Huchtmeier, W. K., & Makarov, D. I. 2004, *AJ*, 127, 2031
- Karachentseva, V. E., Karachentsev, I. D., & Boerngen, F. 1985, *A&AS*, 60, 213
- Kenney, J. D. P. & Young, J. S. 1989, *ApJ*, 344, 171
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kotoneva, E., Flynn, C., Chiappini, C., & Matteucci, F. 2002, *MNRAS*, 336, 879
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Kroupa, P. 2002, *Science*, 295, 82

- Kunth, D. & Sargent, W. L. W. 1986, *ApJ*, 300, 496
- Lacey, C. G. & Fall, S. M. 1985, *ApJ*, 290, 154
- Laird, J. B. 1985, *ApJ*, 289, 556
- Lamareille, F., Mouhcine, M., Contini, T., Lewis, I., & Maddox, S. 2004, *MNRAS*, 350, 396
- Larsen, T. I., Sommer-Larsen, J., & Pagel, B. E. J. 2001, *MNRAS*, 323, 555
- Larson, R. B. 1972, *MNRAS*, 156, 437
- Lee, H., Grebel, E. K., & Hodge, P. W. 2003a, *A&A*, 401, 141
- Lee, H., McCall, M. L., Kingsburgh, R. L., Ross, R., & Stevenson, C. C. 2003b, *AJ*, 125, 146
- Lejeune, T., Cuisinier, F., & Buser, R. 1997, *A&AS*, 125, 229
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, *A&A*, 80, 155
- Lynden-Bell, D. 1975, *Vistas in Astronomy*, 19, 299
- Mac Low, M.-M. & Ferrara, A. 1999, *ApJ*, 513, 142
- Maeder, A., Meynet, G., & Hirschi, R. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes, III & F.Ñ. Bash, 79–+
- Makarova, L. 1999, *A&AS*, 139, 491
- Mallery, R. P., Kewley, L., Rich, R. M., et al. 2007, *ApJS*, 173, 482
- Mannucci, F., Della Valle, M., Panagia, N., et al. 2005, *A&A*, 433, 807
- Marconi, G., Matteucci, F., & Tosi, M. 1994, *MNRAS*, 270, 35
- Marigo, P. 2001, *A&A*, 370, 194
- Marigo, P., Bressan, A., & Chiosi, C. 1996, *A&A*, 313, 545
- Marigo, P., Bressan, A., & Chiosi, C. 1998, *A&A*, 331, 564
- Martimbeau, N., Carignan, C., & Roy, J.-R. 1994, *AJ*, 107, 543
- Martin, C. L. & Kennicutt, Jr., R. C. 1997, *ApJ*, 483, 698
- Martin, C. L., Kobulnicky, H. A., & Heckman, T. M. 2002, *ApJ*, 574, 663
- Martín-Manjón, M. L., Mollá, M., Díaz, A. I., & Terlevich, R. 2008, *MNRAS*, 385, 854
- Mateo, M. L. 1998, *ARA&A*, 36, 435
- Mathews, W. G. & Baker, J. C. 1971, *ApJ*, 170, 241
- Matteucci, F. & Chiosi, C. 1983, *A&A*, 123, 121
- Matteucci, F. & Greggio, L. 1986, *A&A*, 154, 279
- Matteucci, F. & Tosi, M. 1985, *MNRAS*, 217, 391

- Meléndez, J. & Barbuy, B. 2002, *ApJ*, 575, 474
- Meléndez, J., Barbuy, B., & Spite, F. 2001, *ApJ*, 556, 858
- Meyer, D. M., Cardelli, J. A., & Sofia, U. J. 1997, *ApJ*, 490, L103+
- Meyer, D. M., Jura, M., & Cardelli, J. A. 1998, *ApJ*, 493, 222
- Meynet, G., Ekström, S., & Maeder, A. 2006, *A&A*, 447, 623
- Meynet, G. & Maeder, A. 2002, *A&A*, 390, 561
- Miller, G. E. & Scalo, J. M. 1979, *ApJS*, 41, 513
- Mishenina, T. V., Korotin, S. A., Klochkova, V. G., & Panchuk, V. E. 2000, *A&A*, 353, 978
- Mollá, M. & Díaz, A. I. 2005, *MNRAS*, 358, 521
- Mollá, M., Hardy, E., & Beauchamp, D. 1999, *ApJ*, 513, 695
- Molla, M., Ferrini, F., & Diaz, A. I. 1996, *ApJ*, 466, 668
- Mollá, M., García-Vargas, M. L., Bressan, A., & Gómez-Álvarez, P. 2009, *MNRAS*
- Mollá, M., Vílchez, J. M., Gavilán, M., & Díaz, A. I. 2006, *MNRAS*, 372, 1069
- Moore, B. & Davis, M. 1994, *MNRAS*, 270, 209
- Mouhcine, M. & Contini, T. 2002, *A&A*, 389, 106
- Nakanishi, H. & Sofue, Y. 2003, *PASJ*, 55, 191
- Nakanishi, H. & Sofue, Y. 2006, *PASJ*, 58, 847
- Nava, A., Casebeer, D., Henry, R. B. C., & Jevremovic, D. 2006, *ApJ*, 645, 1076
- Nissen, P. E. 2002, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Nissen, P. E., Primas, F., Asplund, M., & Lambert, D. L. 2002, *A&A*, 390, 235
- Noeske, K. G., Papaderos, P., Cairós, L. M., & Fricke, K. J. 2005, *A&A*, 429, 115
- Pauldrach, A. W. A., Hoffmann, T. L., & Lennon, M. 2001, *A&A*, 375, 161
- Peimbert, M. 1999, in *Chemical Evolution from Zero to High Redshift*, 30–+
- Persic, M., Salucci, P., & Stel, F. 1996, *MNRAS*, 281, 27
- Petrosian, A. R., Movsessian, T., Comte, G., Kunth, D., & Dodonov, S. 2002, *A&A*, 391, 487
- Pettini, M., Ellison, S. L., Bergeron, J., & Petitjean, P. 2002, *A&A*, 391, 21
- Pilyugin, I. S. 1992, *A&A*, 260, 58
- Pilyugin, L. S. 1993, *A&A*, 277, 42
- Pilyugin, L. S., Thuan, T. X., & Vílchez, J. M. 2003, *A&A*, 397, 487
- Portinari, L. & Chiosi, C. 1999, *A&A*, 350, 827

- Portinari, L., Chiosi, C., & Bressan, A. 1998, *A&A*, 334, 505
- Prantzos, N. 2003, ArXiv Astrophysics e-prints
- Prochaska, J. X., Henry, R. B. C., O’Meara, J. M., et al. 2002, *PASP*, 114, 933
- Rana, N. C. 1991, *ARA&A*, 29, 129
- Rauch, T. 2003, *A&A*, 403, 709
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, *MNRAS*, 340, 304
- Renzini, A. & Voli, M. 1981, *A&A*, 94, 175
- Richer, M. G. & McCall, M. L. 1995, *ApJ*, 445, 642
- Rocha-Pinto, H. J., Maciel, W. J., Scalo, J., & Flynn, C. 2000a, *A&A*, 358, 850
- Rocha-Pinto, H. J., Scalo, J., Maciel, W. J., & Flynn, C. 2000b, *A&A*, 358, 869
- Rolleston, W. R. J., Smartt, S. J., Dufton, P. L., & Ryans, R. S. I. 2000, *A&A*, 363, 537
- Romano, D., Tosi, M., & Matteucci, F. 2006, *MNRAS*, 365, 759
- Ruiz-Lapuente, P., Blinnikov, S., Canal, R., et al. 2000, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 71, 435
- Sáiz, A., Domínguez-Tenreiro, R., & Serna, A. 2003, *Ap&SS*, 284, 411
- Sage, L. J., Salzer, J. J., Loose, H.-H., & Henkel, C. 1992, *A&A*, 265, 19
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sanchez Almeida, J., Munoz-Tunon, C., Amorin, R., et al. 2008, ArXiv e-prints, 805
- Sandage, A. & Bedke, J. 1994, *The Carnegie atlas of galaxies* (Washington, DC: Carnegie Institution of Washington with The Flintridge Foundation, —c1994)
- Schönberg, M. & Chandrasekhar, S. 1942, *ApJ*, 96, 161
- Searle, L. & Sargent, W. L. W. 1972, *ApJ*, 173, 25
- Shankar, F., Lapi, A., Salucci, P., De Zotti, G., & Danese, L. 2006, *ApJ*, 643, 14
- Shi, J. R., Zhao, G., & Chen, Y. Q. 2002, *A&A*, 381, 982
- Silich, S. & Tenorio-Tagle, G. 2001, *ApJ*, 552, 91
- Skillman, E. D. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 106, *The Minnesota Lectures on Extragalactic Neutral Hydrogen*, ed. E. D. Skillman, 208–+
- Skillman, E. D. 1997, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, vol. 27, Vol. 6, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, ed. J. Franco, R. Terlevich, & A. Serrano, 36–+
- Skillman, E. D. & Bender, R. 1995, in *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, Vol. 3, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, ed. M. Pena & S. Kurtz, 25–+

- Skillman, E. D., Bomans, D. J., & Kobulnicky, H. A. 1997, *ApJ*, 474, 205
- Skillman, E. D., Kennicutt, R. C., & Hodge, P. W. 1989, *ApJ*, 347, 875
- Skillman, E. D., Terlevich, R., Terlevich, E., et al. 1991, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 23, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 919–+
- Skillman, E. D., Tolstoy, E., Cole, A. A., et al. 2003, *ApJ*, 596, 253
- Smartt, S. J. & Rolleston, W. R. J. 1997, *ApJ*, 481, L47+
- Smartt, S. J., Venn, K. A., Dufton, P. L., et al. 2001, *A&A*, 367, 86
- Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., et al. 2002, *AJ*, 123, 2121
- Smith, V. V., Cunha, K., & King, J. R. 2001, *AJ*, 122, 370
- Sofia, U. J. & Meyer, D. M. 2001, *ApJ*, 554, L221
- Spite, M., Cayrel, R., Plez, B., et al. 2005, *A&A*, 430, 655
- Tajiri, Y. Y. & Kamaya, H. 2002, *A&A*, 389, 367
- Talbot, R. J. & Arnett, W. D. 1973, *ApJ*, 186, 51
- Tenorio-Tagle, G. 1996, *AJ*, 111, 1641
- Thuan, T. X., Hibbard, J. E., & Lévrier, F. 2004, *AJ*, 128, 617
- Thuan, T. X. & Izotov, Y. I. 2005, *ApJ*, 627, 739
- Thuan, T. X., Izotov, Y. I., & Lipovetsky, V. A. 1995, *ApJ*, 445, 108
- Thuan, T. X. & Martin, G. E. 1981, *ApJ*, 247, 823
- Tikhonov, N. A. & Galazutdinova, O. A. 2002, *A&A*, 394, 33
- Tikhonov, N. A. & Karachentsev, I. D. 1993, *A&A*, 275, 39
- Timmes, F. X., Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, *ApJS*, 98, 617
- Tinsley, B. M. 1980, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 5, 287
- Tolstoy, E. 2000, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Tolstoy, E. 2003, *Ap&SS*, 284, 579
- Tolstoy, E., Saha, A., Hoessel, J. G., & Danielson, G. E. 1995a, *AJ*, 109, 579
- Tolstoy, E., Saha, A., Hoessel, J. G., & McQuade, K. 1995b, *AJ*, 110, 1640
- Tomkin, J. & Lambert, D. L. 1984, *ApJ*, 279, 220
- Tomkin, J., Sneden, C., & Lambert, D. L. 1986, *ApJ*, 302, 415
- Tomkin, J., Woolf, V. M., Lambert, D. L., & Lemke, M. 1995, *AJ*, 109, 2204
- Tornambe, A. 1989, *MNRAS*, 239, 771
- Tosi, M. 1982, *ApJ*, 254, 699

- Tosi, M. 1988, *A&A*, 197, 47
- Tosi, M. 2007, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., et al. 2004, *ApJ*, 613, 898
- Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X.-W., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2003, *MNRAS*, 338, 687
- Twarog, B. A. 1980, *ApJ*, 242, 242
- Vaduvescu, O., McCall, M. L., & Richer, M. G. 2007, *AJ*, 134, 604
- Vallenari, A. & Bomans, D. J. 1996a, *A&A*, 313, 713
- Vallenari, A. & Bomans, D. J. 1996b, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 98, *From Stars to Galaxies: the Impact of Stellar Physics on Galaxy Evolution*, ed. C. Leitherer, U. Fritze-von-Alvensleben, & J. Huchra, 341–+
- Vallenari, A., Chiosi, C., Bertelli, G., & Ortolani, S. 1996, *A&A*, 309, 358
- van den Hoek, L. B. & Groenewegen, M. A. T. 1997, *A&AS*, 123, 305
- van Zee, L. 2000, *AJ*, 119, 2757
- van Zee, L. 2001, *AJ*, 121, 2003
- van Zee, L., Barton, E. J., & Skillman, E. D. 2004, *AJ*, 128, 2797
- van Zee, L. & Haynes, M. P. 2006, *ApJ*, 636, 214
- van Zee, L., Salzer, J. J., & Haynes, M. P. 1998a, *ApJ*, 497, L1+
- van Zee, L., Salzer, J. J., Haynes, M. P., O’Donoghue, A. A., & Balonek, T. J. 1998b, *AJ*, 116, 2805
- van Zee, L., Skillman, E. D., & Haynes, M. P. 2006, *ApJ*, 637, 269
- Ventura, P., D’Antona, F., & Mazzitelli, I. 2002, *A&A*, 393, 215
- Verter, F. & Hodge, P. 1995, *ApJ*, 446, 616
- Vigroux, L., Stasińska, G., & Comte, G. 1987, *A&A*, 172, 15
- Vila-Costas, M. B. & Edmunds, M. G. 1992, *MNRAS*, 259, 121
- Vila Costas, M. B. & Edmunds, M. G. 1993, *MNRAS*, 265, 199
- Vílchez, J. M. & Iglesias-Páramo, J. 2003, *ApJS*, 145, 225
- Westin, J., Sneden, C., Gustafsson, B., & Cowan, J. J. 2000, *ApJ*, 530, 783
- Wiklund, T., Combes, F., & Henkel, C. 1995, *A&A*, 297, 643
- Williams, J. P. & McKee, C. F. 1997, *ApJ*, 476, 166
- Wilson, C. D. 1995, *ApJ*, 448, L97+
- Woosley, S. E. & Weaver, T. A. 1995, *ApJS*, 101, 181
- Wouterloot, J. G. A., Brand, J., Burton, W. B., & Kwee, K. K. 1990, *A&A*, 230, 21
- Zaritsky, D., Kennicutt, Jr., R. C., & Huchra, J. P. 1994, *ApJ*, 420, 87